

**Producción de elementos:  
Evolución química de galaxias  
y enriquecimiento del Universo**

**Mercedes Mollá Lorente**

**C.I.E.M.A.T**

**7-Mayo-2003**

# Esquema

## Las abundancias y la relación con la evolución del Universo

- Astrofísica estelar: lo que producen las estrellas, los yields
- Lo que se observa en las galaxias
- Modelos de evolución química aplicados a espirales e irregulares
- Elementos primarios y secundarios: C y N

- Los rayos cósmicos: origen, propagación, modulación
  - El efecto del viento solar (modulación)
  - Modelos de propagación, o como obtener el flujo original
  - La obtención del espectro para cada especie o isótopo

- Medidas de abundancias en rayos cósmicos
- Las abundancias de elementos ligeros: producción y datos
- La relación con la fuente origen de rayos cósmicos

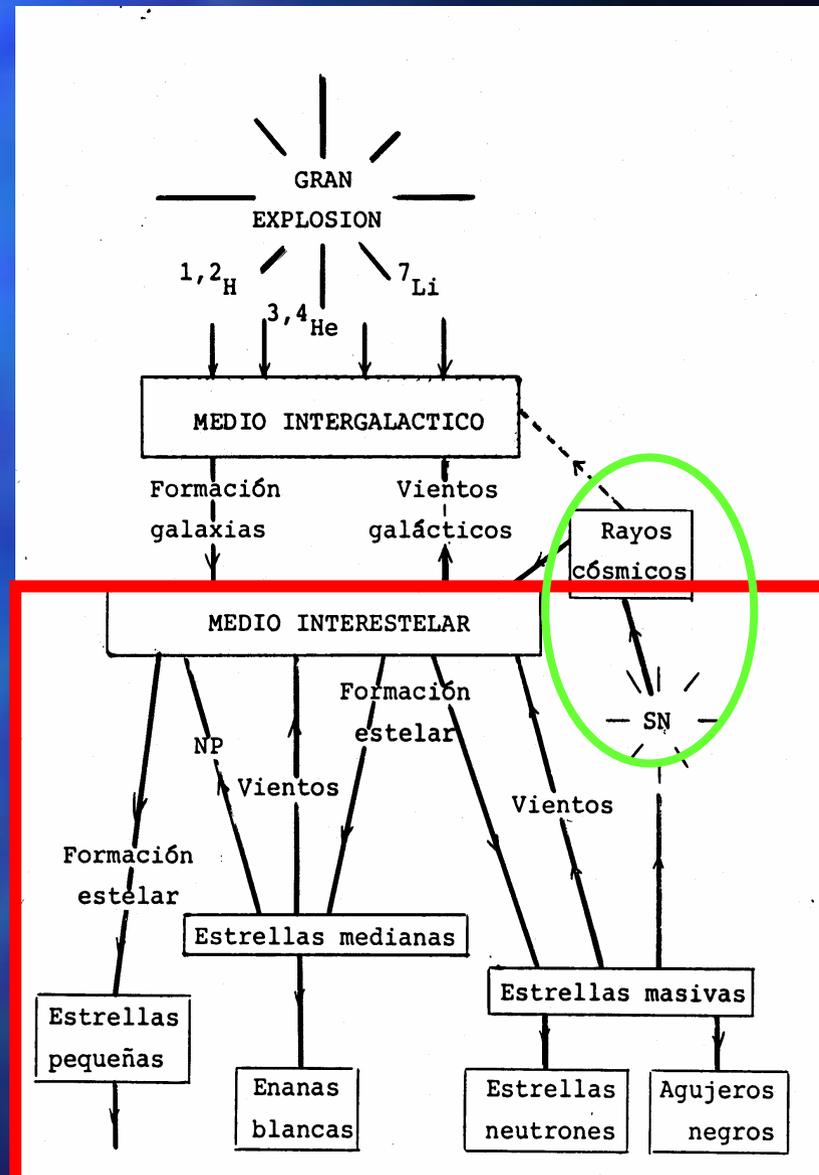
# Introducción: La producción de los elementos químicos.

La distribución de las varias especies nucleares en el cosmos varía desde los elementos muy comunes como H o He a los elementos muy raros, como Th o Au, pasando O, C, Mg o Fe.

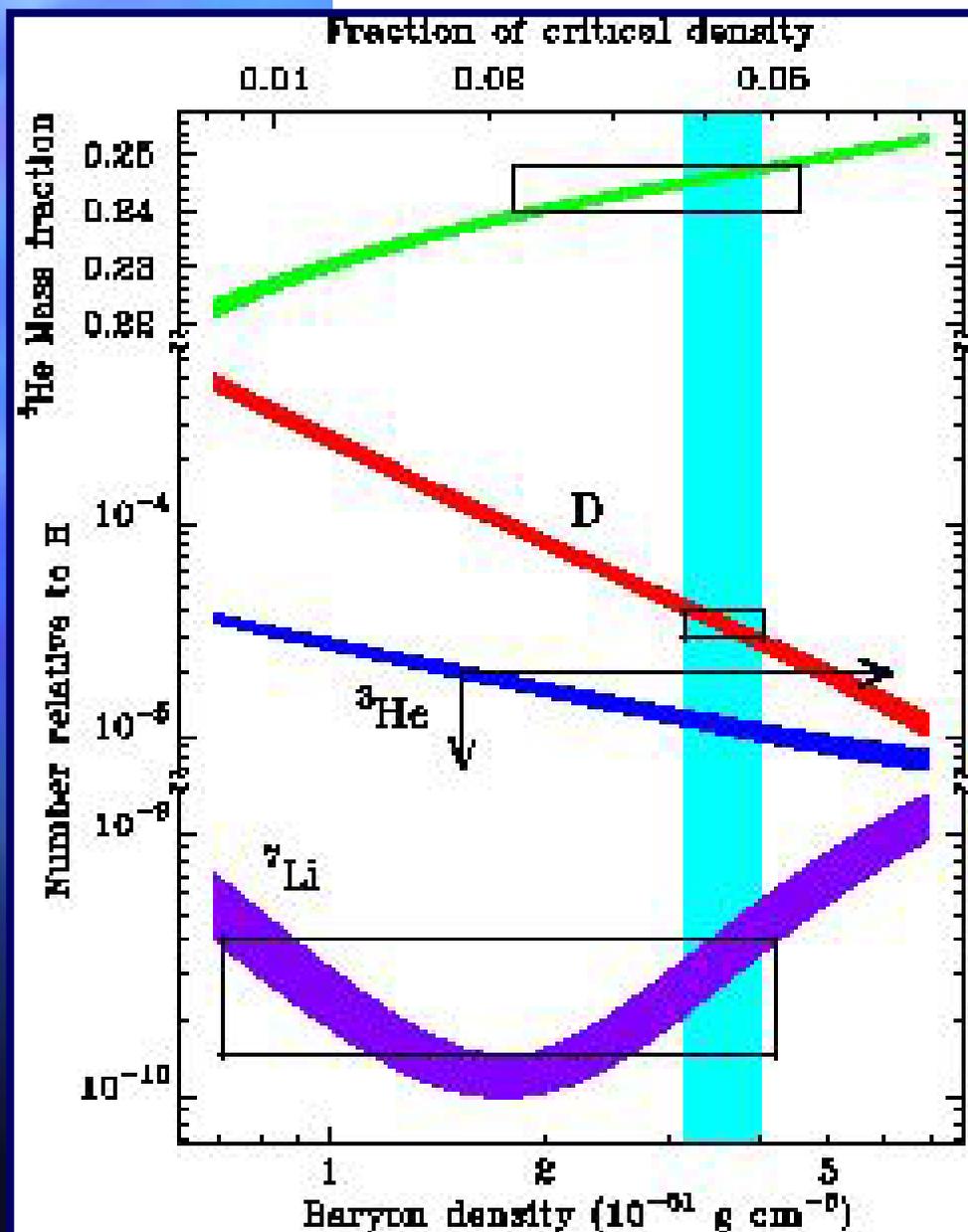
Sus abundancias reflejan los procesos ocurridos en la historia del Universo:

- La naturaleza del Big Bang,
- La densidad de la materia bariónica,
- los detalles de la evolución estelar y la nucleosíntesis,

...y mas allá, la formación y evolución de estrellas y galaxias, así como la producción de elementos ligeros por los rayos cósmicos.



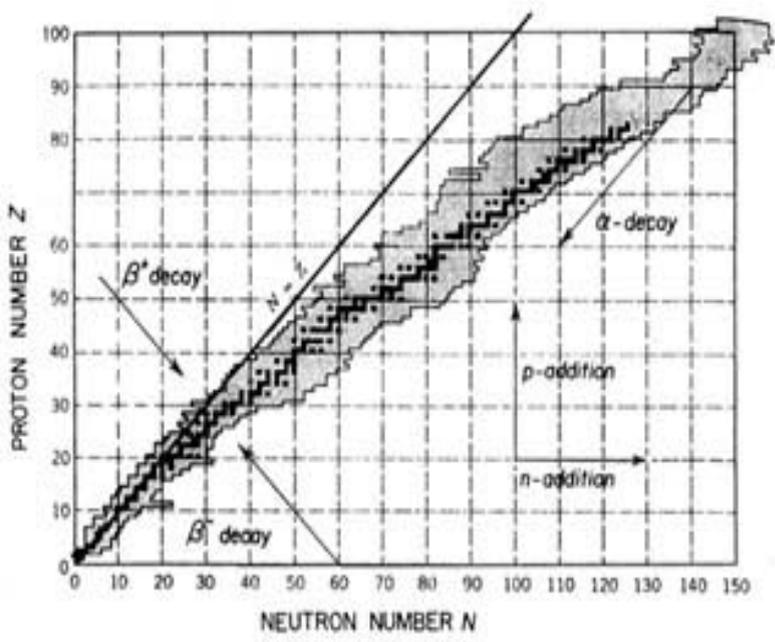
# El Big Bang: Abundancias primordiales.



Los modernos modelos cosmológicos de nucleosíntesis del Big Bang producen D,  $^3\text{He}$ ,  $^4\text{He}$  y algo de  $^7\text{Li}$  que ajustan a los datos observados para estrellas muy pobres en metales.

Explican el origen de los elementos mas ligeros pero no mas allá...

# ASTROFÍSICA ESTELAR

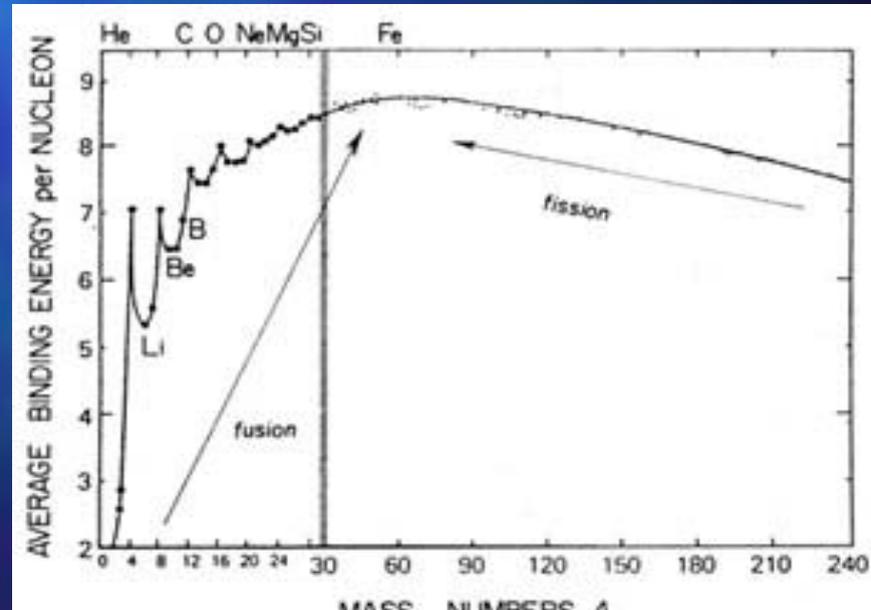


Los núcleos estables ocupan el valle de estabilidad en el plano Z-N.

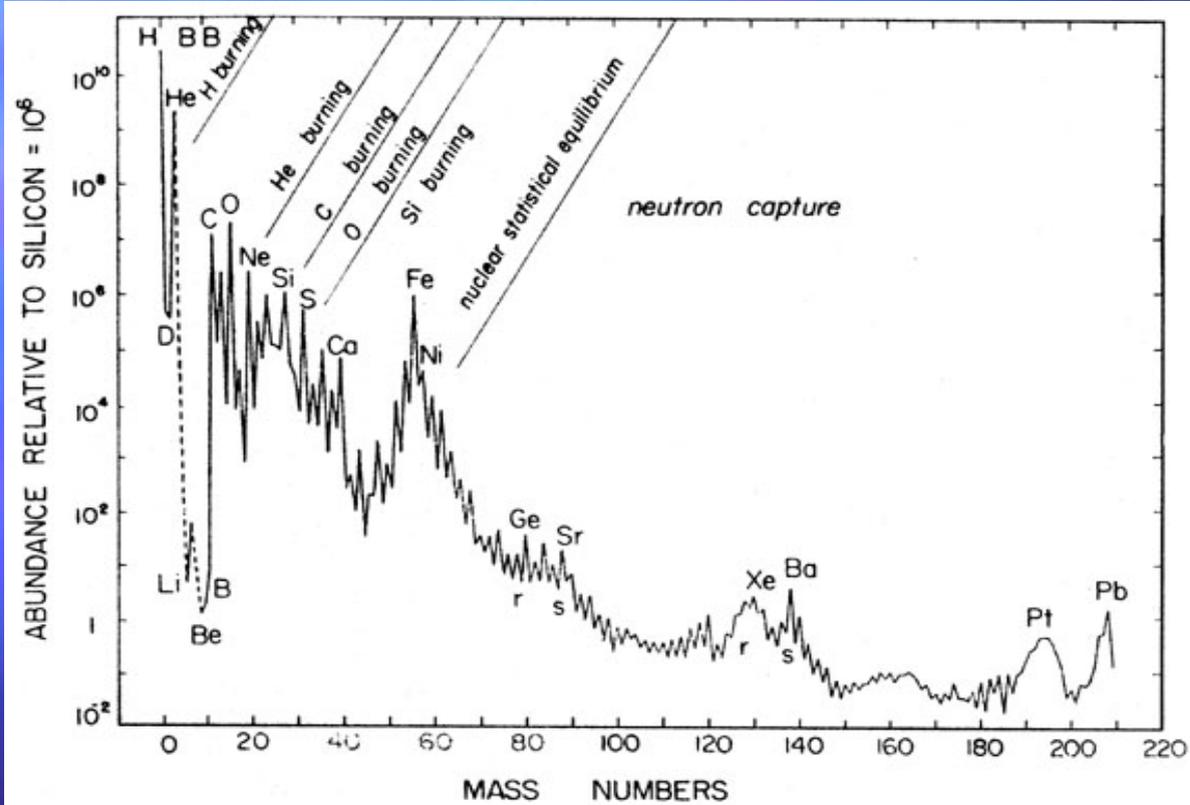
Varios posibles procesos transforman un núcleo en otro: en condiciones normales los elementos que están fuera del valle de estabilidad decaen espontáneamente, mientras que en aceleradores, estrellas y universo se pueden transformar en otros.

La curva de energía de ligadura por nucleón muestra un máximo en  $^{56}\text{Fe}$ .

Algunos núcleos son más estables que otros, como ocurre con los núcleos hechos de partículas  $\alpha$



# Abundancias solares fotosféricas o en meteoritos



<b>H</b>	<b>0.735</b>
<b>He</b>	<b>0.248</b>
<b>D</b>	<b>0.48e-4</b>
<b>He3</b>	<b>0.29e-4</b>
<b>C</b>	<b>0.292e-2</b>
<b>O</b>	<b>0.795e-2</b>
<b>N</b>	<b>0.856e-3</b>
<b>Ne</b>	<b>0.177e-2</b>
<b>Mg</b>	<b>0.671e-3</b>
<b>Si</b>	<b>0.730e-3</b>
<b>S</b>	<b>0.503e-3</b>
<b>Ca</b>	<b>0.674e-4</b>
<b>Fe</b>	<b>0.130e-2</b>

• Asociación de números mágicos de neutrones con los picos de abundancias. (Ciclo p-p, ciclo CNO, Ciclos NeNa por captura de protones y MagAl. Proceso rp producción de isótopos ricos en protones)

• Separación de picos corresponden a la adición lenta (que permite la desintegración  $\beta$  posterior) o rápida de n

Grevesse & Sauval (1998)

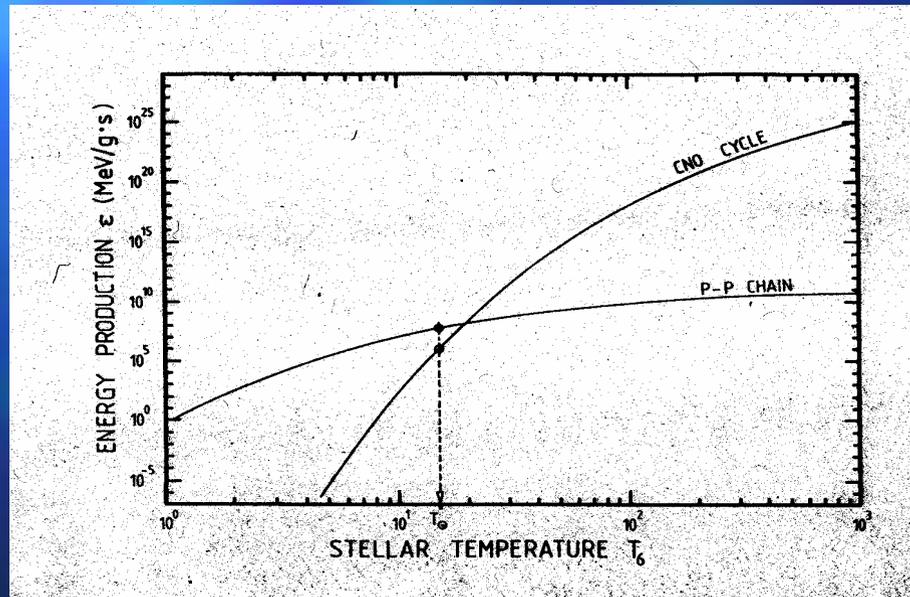
# Producción de elementos en estrellas

Los elementos químicos son producidos en estrellas por los procesos llamados  $\alpha$ , e,s,r,p (Burbidge, Burbidge, Fowler, Hoyle 1957)

- 1) **Quemado de hidrógeno.** Siguiendo Bethe, cadena p-p.
- 2) **Quemado de  $^4\text{He}$**  para producir  $^{12}\text{C}$ , y luego  $^{16}\text{O}$ . (La tasa  $^{12}\text{C}$ ,  $(\alpha,\gamma)$   $^{16}\text{O}$  aún no está bien determinada).
- 3) **Proceso  $\alpha$ .** Capturas de partículas extiende la nucleosíntesis mas allá del  $^{16}\text{O}$  a saltos de 4:  $^{20}\text{Ne}$ ,  $^{24}\text{Mg}$ ,  $^{28}\text{Si}$ ,  $^{32}\text{S}$ ,  $^{36}\text{Ar}$ ,  $^{40}\text{Ca}$ .
- 4) **Proceso e.** Para  $T > 5 \cdot 10^9 \text{K}$  producción de elementos del pico del Fe en explosiones SN.
- 5) **Proceso s.** Procesos de captura de n procedentes de  $^{13}\text{C}$ ,  $(\alpha,n)$   $^{16}\text{O}$  y  $^{22}\text{Ne}(\alpha,n)^{25}\text{Mg}$ , en una escala lenta comparada con la vida media de la desintegración  $\beta$ . Llegan hasta Bi y por desintegración  $\alpha$  vuelven al Pb y Tl
- 6) **Proceso r.** Captura rápida de n que produce los elementos ricos en n y explica los picos de los numeros mágicos de n en 50 y 82. Se ha asociado a SN de estrellas masivas
- 7) **Proceso p.** Se refiere a reacciones donde se capturan protones  $(p,\gamma)$  a T suficientemente altas para superar la barrera de Coulomb, o por reacciones  $(\gamma,n)$  en explosiones SN.
- 8) **Proceso x.** D, Li, Be o B son quemados en los interiores de las estrellas por captura de p a pero difícilmente producidos en ellas, excepto el  $^7\text{Li}$ .



- Ciclo pp: estrellas de baja masa  $m < 4M_{\odot}$
- Ciclo pp+CNO: estrellas de masa intermedia  
 $4M_{\odot} < m < 8M_{\odot}$
- Ciclo CNO+ captura  $\alpha$ : estrellas masivas  $m > 8M_{\odot}$



Se van formando capas de los sucesivos elementos hasta el Fe, que queda en el centro de la estrella con un gradiente de composición

Estructura de cebolla

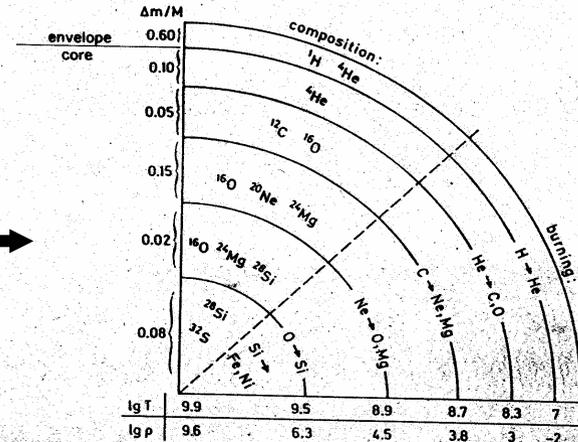
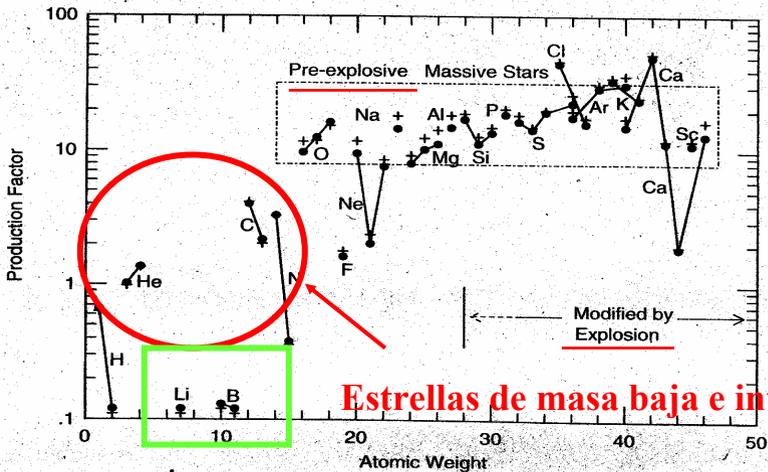


Fig. 5.8. Schematic illustration (not to scale) of the 'onion-skin' structure in the interior of a highly evolved massive star ( $25M_{\odot}$ ). Numbers along the vertical axis show some typical values of the mass fraction, while those along the horizontal axis indicate temperatures and densities ( $\text{gm cm}^{-3}$ ). Adapted from R. Kippenhahn & A. Weigert, *Stellar Structure and Evolution*, Springer-Verlag 1990.



Estrellas de masa baja e intermedia

Cuando ya no queda material para la fusión se produce un colapso gravitatorio: SN II, quedando una remanente que es una estrella de neutrones

Fig. 5.10. Amounts, in units of relative solar-system abundances, of nuclear species resulting from hydrostatic evolution of an average pre-supernova. Filled circles represent an initial mass function with slope  $-2.3$  and plus signs one with slope  $-1.5$ . The dashed box encloses 28 species co-produced within a factor of 2 of solar values, assuming a  $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$  rate  $1.17 \times$  that given by Caughlan & Fowler (1988). Reprinted from *Phys. Reports*, 227, T.A. Weaver & S.E. Woosley, 'Nucleosynthesis in massive stars and the  $^{12}\text{C}(\alpha,\gamma)^{16}\text{O}$  reaction rate', pp. 65-96, © 1993, with kind permission of Elsevier Science - NL, Sara Burgerhartstraat 25, 1055 KV, Amsterdam, The Netherlands. Courtesy: Tom Weaver.

# Yields por pérdidas de masa en estrellas masivas

$M_{init}$	$M_{fin}$	He		C		O		Z	
		$a$	$b$	$a$	$b$	$a$	$b$	$a$	$b$
120	2.4	42.7	-0.1	8.0	0.3	0.0	0.2	10.1	0.7
85	3.5	16.7	-0.4	13.5	0.4	4.0	0.6	19.3	1.6
60	3.0	13.5	-0.3	7.2	0.3	1.4	0.4	9.8	1.2
40	3.6	6.1	-0.4	4.9	0.4	2.1	0.6	8.0	1.6
25	11.3	1.5	0.6	0.30	0.32	2.6		4.5	
20	14.0	1.6	1.5	0.22		1.3		2.7	
15	13.6	1.4	1.3	0.14		0.4		1.3	
12	11.5	1.2		0.07		0.1		0.7	
9	8.6	0.9		0.03		0.0		0.2	
5	4.9	0.40							
3	3.0	0.07							

Source: Maeder (1992) for the case  $Z = 0.02$ ,  $Y = 0.28$ , high mass-loss rates.  
 Sum of amounts freshly produced and expelled in wind and in final ejecta (SN or PN).

Total amount freshly produced and expelled in final ejecta (SN or PN).

Table III: Primary element production from massive stars with drastic mass loss

**Dependencia con la metalicidad Z**

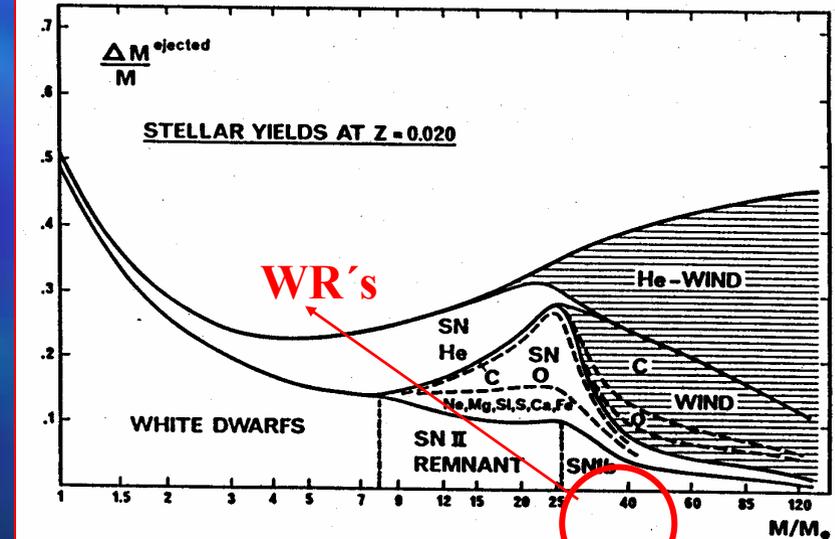
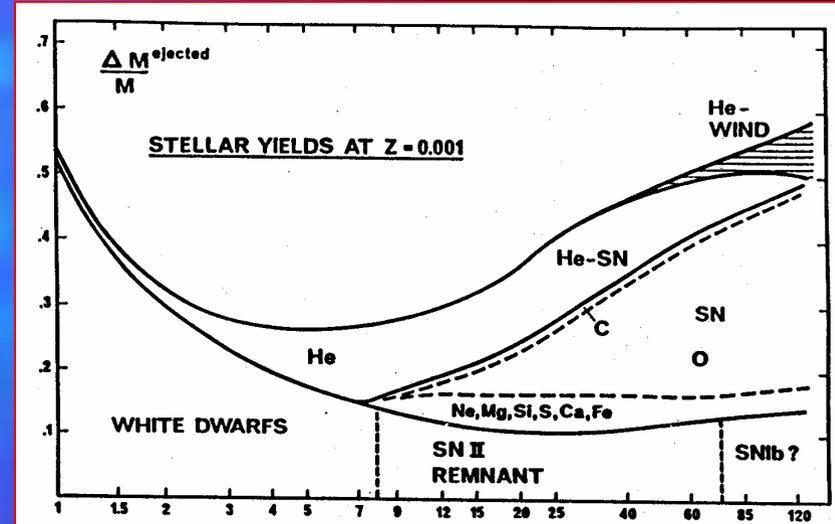


Figure 2: End-products of single-star evolution, after Maeder (1992).

# Yields por nucleosíntesis explosiva: Woosley & Weaver 1995

## Yields con vientos estelares + nucleosíntesis explosiva: Portinari et al.1998

TABLE 1

MASSES IN EXPLOSIVE AND HYDROSTATIC BURNING

BURNING SITE		13M <sub>⊙</sub>	15M <sub>⊙</sub>	20M <sub>⊙</sub>	25M <sub>⊙</sub>
$M(\text{Fe-core})$	hydrostatic Si-burning	1.18	1.28	1.40	1.61
$M_{\text{cut}}$	?	?	1.62	?	
$M(\text{ex Si-c})$	explosive Si-burning	1.42	1.46	1.70	1.79
$M(\text{ex Si-i})$	incomplete Si-burning	1.48	1.52	1.75	1.85
$M(\text{ex O})$	explosive O-burning	1.54	1.57	1.81	1.92
$M(\text{ex Ne})$	explosive Ne/C-burning	1.66	1.73	2.05	2.26
$M(\text{C-core})$	hydrostatic He-burning	1.75	2.02	3.70	5.75
MAIN PRODUCTS					
$\Delta M(\text{ex Si-c})$	"Fe", He	?	?	0.09	?
$\Delta M(\text{ex Si-i})$	Si, S, Fe, Ar, Ca	0.06	0.06	0.05	0.06
$\Delta M(\text{ex O})$	O, Si, S, Ar, Ca	0.06	0.05	0.06	0.07
$\Delta M(\text{ex Ne})$	O, Mg, Si, Ne	0.12	0.16	0.24	0.34
$\Delta M(\text{C-core})$	O, Ne, Mg, Si	0.09	0.29	1.65	3.49

Oxígeno, Silicio, Magnesio, Calcio, Neón,, Argon, Azufre

TABLE 2

TYPICAL MASS FRACTIONS OF ELEMENTS IN BURNING SITES

Element	C-core	ex Ne	ex O	ex Si-i	ex Si-c
O	0.72	0.80	0.45		
Ne	0.13	0.04			
Mg	0.09	0.08	0.005		
Si	0.02	0.08	0.30	0.40	
S			0.20	0.25	
Ar			0.025	0.06	
Ca			0.02	0.05	
Fe				0.20	0.70

### Portinari, Chiosi & Bressan 1998

10

Portinari et al. : Chemical evolution with metallicity dependent yields

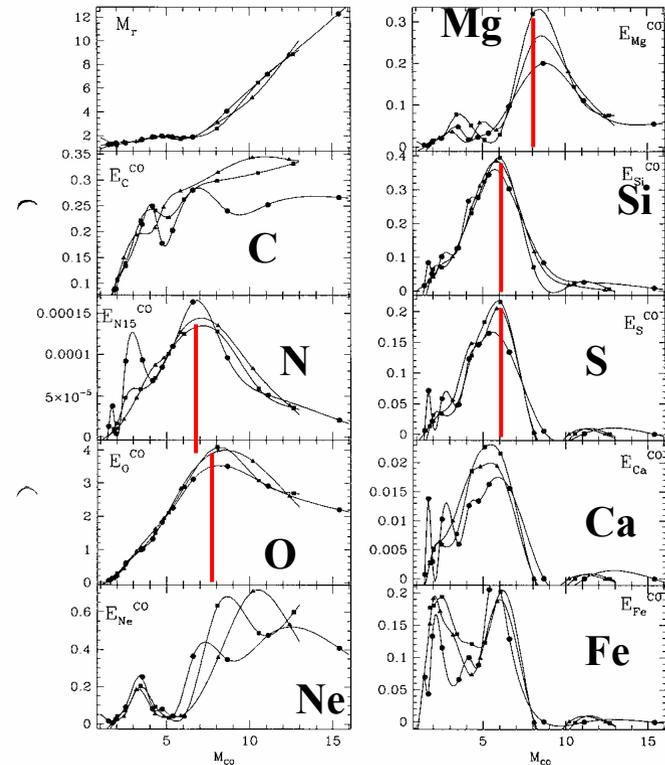
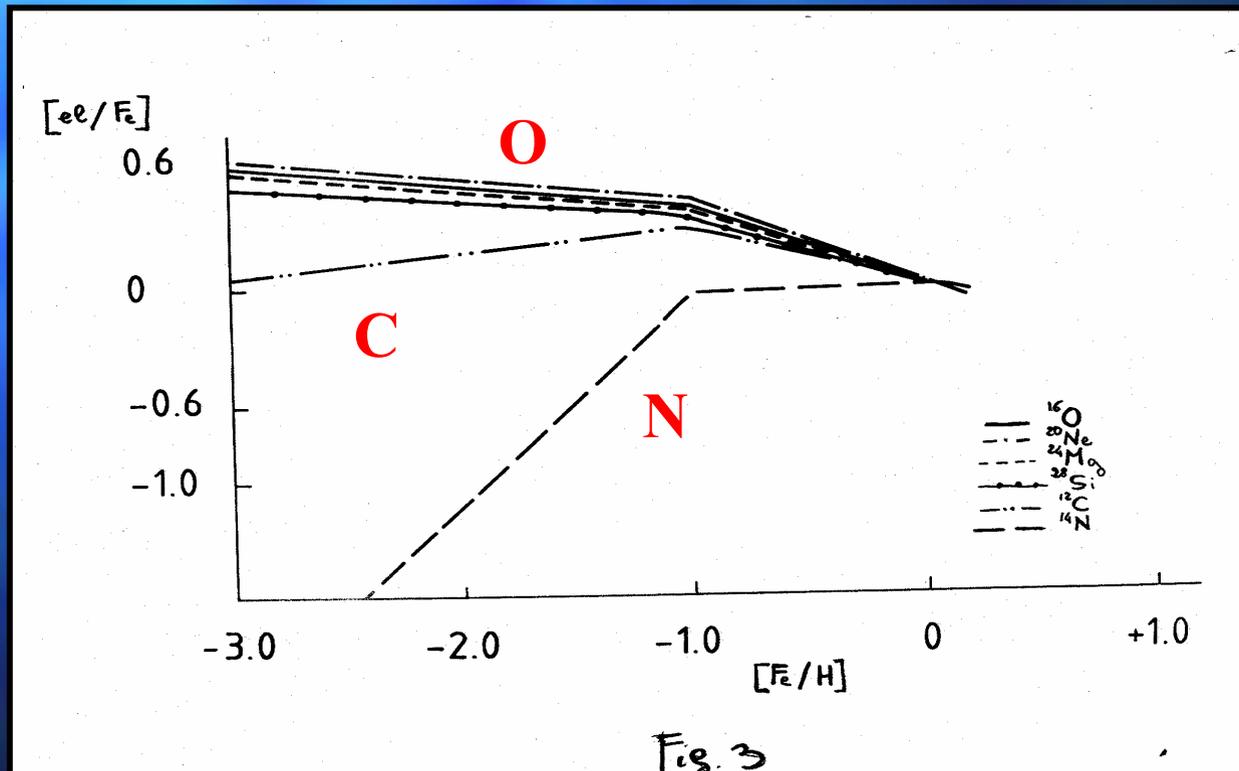


Fig. 4. Remnant mass and ejecta of the CO-core as functions of  $M_{\text{CO}}$  for three different metallicities, as deduced from WW95 (see text). Circles: case  $Z=Z_{\odot}$ ; squares: case  $Z=0.1 Z_{\odot}$ ; triangles: case  $Z=0.01 Z_{\odot}$ .

Es necesario incluir las diferentes vidas medias de las estrellas, que eyectan diferentes elementos según sea su masa, para poder predecir las abundancias relativas de unos elementos frente a otros



Esto ocurre, en general, efectivamente con los elementos alfa respecto al O

❖ Fe aparece mucho después que O pues procede de las SN-Ia (estrellas de baja masa)

❖ Mientras el Fe no está, los elementos muestran un valor  $[\alpha/\text{Fe}] > 0$

❖  $[\alpha/\text{Fe}] = 0.5$  dex para poblaciones (halo, bulbo, elípticas) en las que las estrellas se crearon antes de que aparecieran las primeras SN-I's.

❖ Cuando las SN-Ia empiezan a eyectar Fe,  $[\alpha/\text{Fe}]$  decrece hasta 0

❖ Datos recientes indican  $[\alpha/\text{Fe}]$  creciente hasta 1-1.5 dex a  $[\text{Fe}/\text{H}] = -3$ .

❖ Los elementos del grupo del Fe, mostrarán abundancias  $[\text{X}/\text{Fe}] = 0$

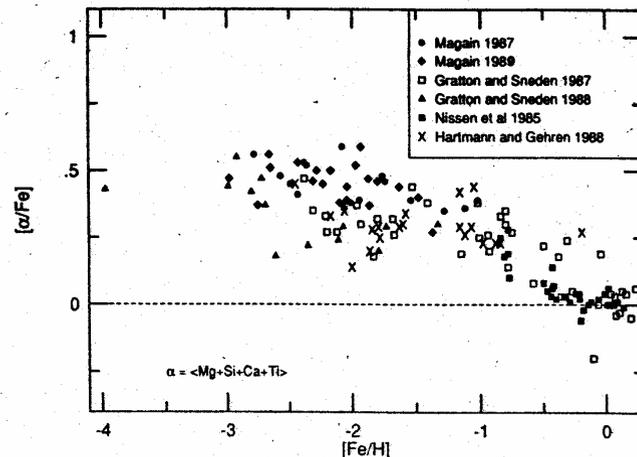
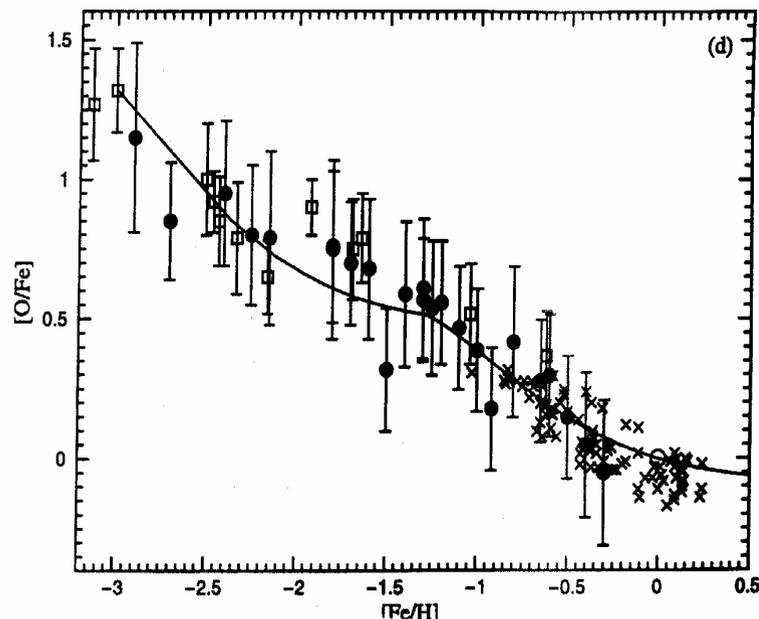
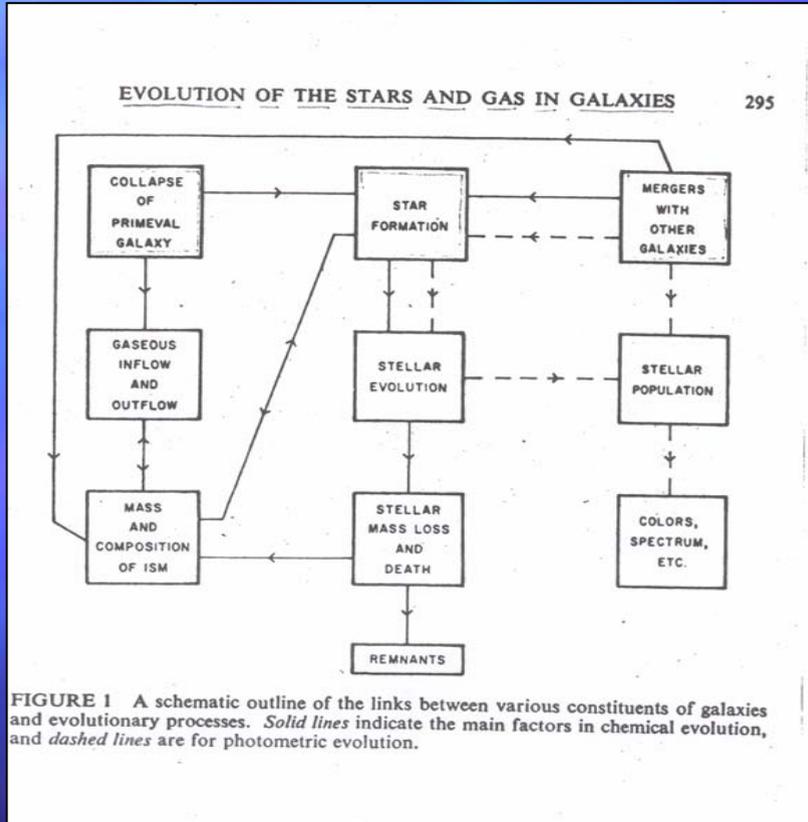


Figure 3 The average  $\alpha$ -element abundances as functions of the traditional metallicity indicator Fe. Note that the averaging of the four  $\alpha$ -element abundances may blur the possibly real variations with Fe among this group.



# Ingredientes de los modelos de evolución química



❖ Los elementos químicos se producen en el interior de las galaxias por nucleosíntesis estelar.

❖ Estos elementos químicos son

❑ eyectados al medio interestelar,

❑ incorporados a las sucesivas generaciones de estrellas que se van formando

❑ Sus efectos se ven en los espectros de emisión de las regiones HII o de absorción de las poblaciones estelares formadas con dicho gas

La evolución química de las galaxias intenta comprender cómo ha evolucionado una región o galaxia, a partir de las abundancias observadas en su medio interestelar o en su población estelar

# Limitaciones de los modelos: datos observados

Tiempo presente

- ❖ **Distribuciones de metalicidad** →  $N([\text{Fe}/\text{H}])$
- ❖ **Abundancias químicas en estrellas**
- ❖ **Abundancias en el medio interestelar (regiones HII)** →
  - Relación edad-metalicidad
  - Gradientes de abundancia  $[\text{O}/\text{Fe}], [\text{Fe}/\text{H}]$
  - Abundancias relativas:  
 $[\text{O}/\text{Fe}], [\text{N}/\text{O}], [\text{C}/\text{N}]$
- ❖ **Distribuciones de gas atómico y molecular** → Línea HI 21 cm, Intensidad CO
- ❖ **Distribuciones de masa estelar** → Distribuciones de brillo superficial
- ❖ **Tasas de formación estelar** → Flujo  $\text{H}\alpha$

❖ De la comparación de sus resultados con las observaciones se obtiene información:

- La posible función inicial de masa y su constancia en tiempo y espacio
- La tasa de formación estelar tanto en el momento presente como en el pasado
- Los límites a la pérdida de masa en estrellas
- Los posibles valores de  $\chi$  (conversión de CO a  $\text{H}_2$ )
- El valor de la longitud de mezclado
- Qué...

# La vecindad Solar

❖ Valores básicos de masa y formación estelar

❖ Abundancias solares: tabla

$$\Sigma_{gas} = 7 - 13 M_{\odot} / pc^2$$

$$\Sigma_{estrellas} = 8.5 \pm 5 M_{\odot} / pc^2$$

$$\Sigma_T = 71 M_{\odot} / pc^2$$

$$SN_I = 0.17 - 0.87 / \text{centuria}$$

$$SN_{II} = 0.52 - 0.22 / \text{centuria}$$

❖ Distribución de  $SFR = 2 - 10 M_{\odot} / pc^2 Gyr$

$N([Fe/H])$

❖ Relación  $\Sigma_{inf} = 0.3 - 1.5 M_{\odot} / pc^2 Gyr$

❖ Historia de la formación estelar



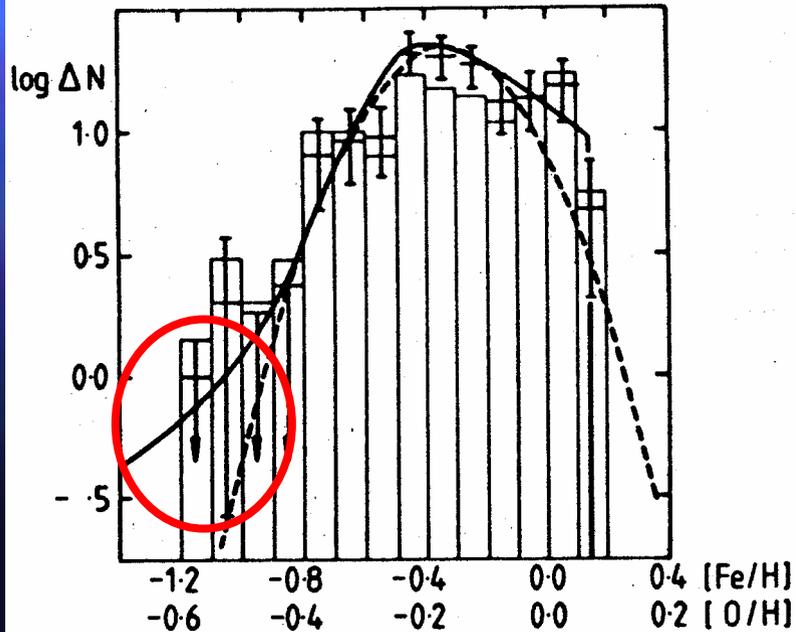
# La distribución de metalicidad

La distribución de las estrellas según la metalicidad observada es uno de los primeros diagramas que se analizaron

Se vió enseguida que había pocas enanas G de baja metalicidad.

Esta distribución ha sido analizada recientemente con resultados similares

Pagel



Chang et al 2001

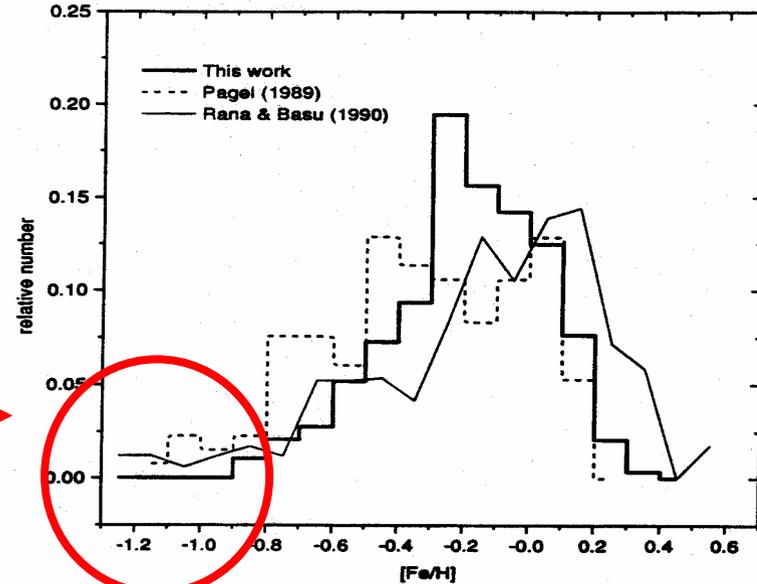
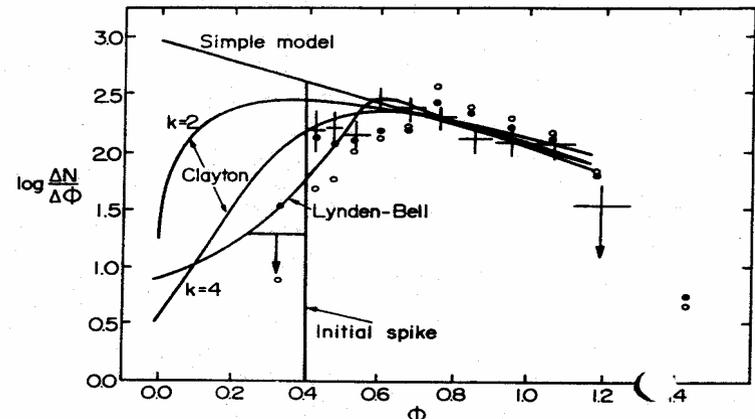
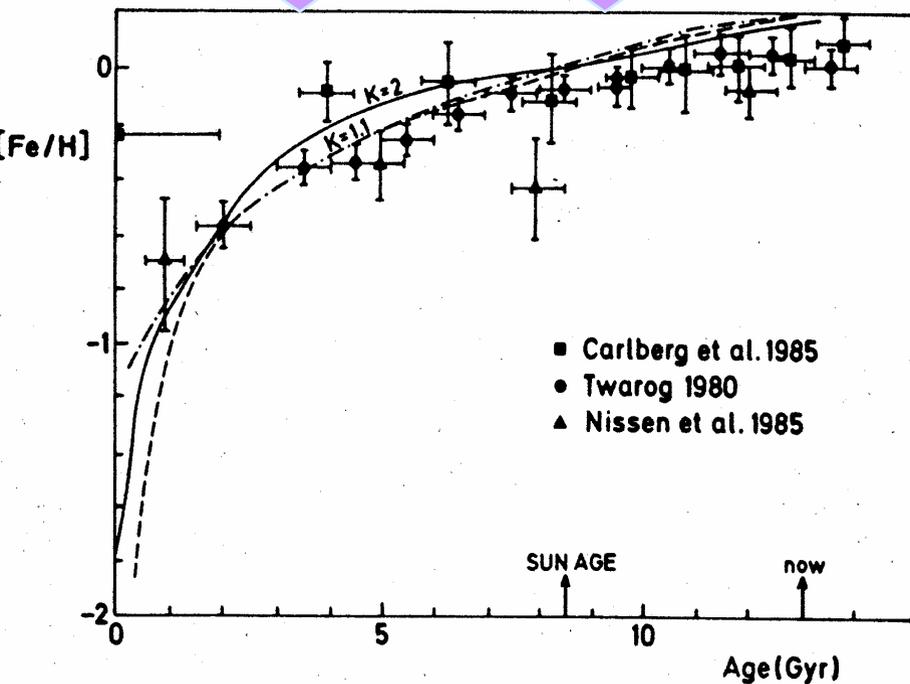


Figure 4. A comparison of our raw metallicity distribution (thick continuous line) and the corresponding quantities from Pagel (1989, broken line) and Rana & Basu (1990, thin line).

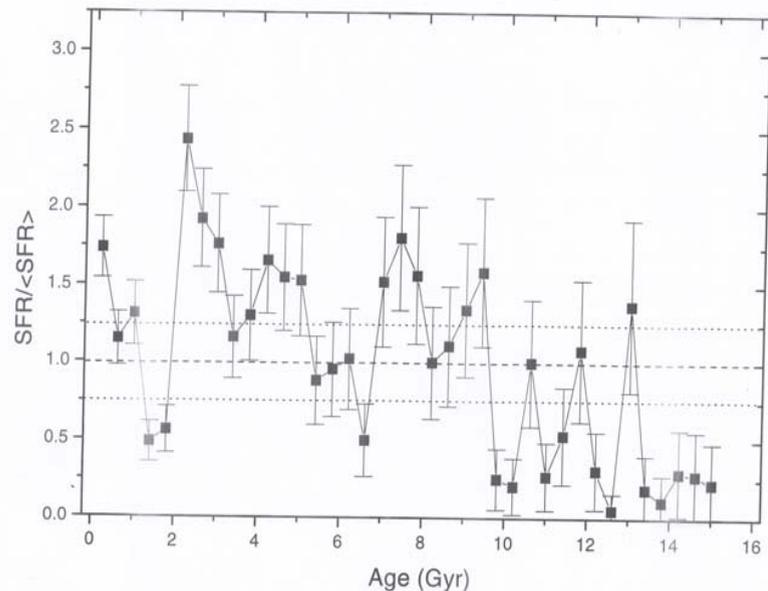


# La relación edad-metalicidad

La variación de la metalicidad con el tiempo en la vecindad solar fue muy pronto estimada por Twarog (1980).



# La historia de la formación estelar



La historia de la vecindad solar también fue estimada por Twarog como una función con un máximo alrededor de los 3 Gyr y un decrecimiento posterior hasta nuestros días.

# Los gradientes de abundancia

Los gradientes de abundancia fueron observados por primera vez, hace más de 30 años en nuestra propia galaxia

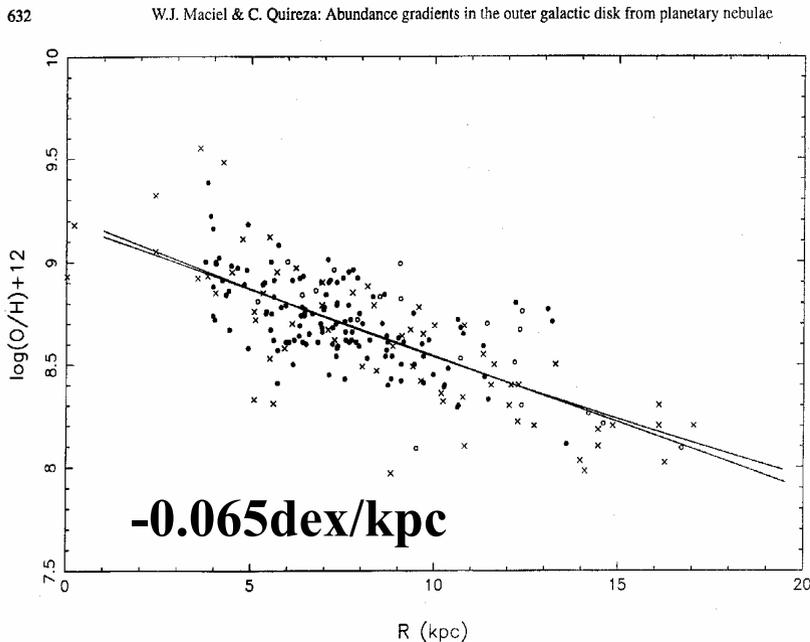


Fig. 2. O/H gradients for PN (filled circles), HII regions (crosses), and young stars (empty circles). The straight line represents an average gradient through all data of  $-0.065\text{ dex/kpc}$

Se han estimado tanto con abundancias de regiones HII, como de estrellas jóvenes o nebulosas planetarias

Los valores del gradiente, medido en dex/kpc son similares para todas estas medidas

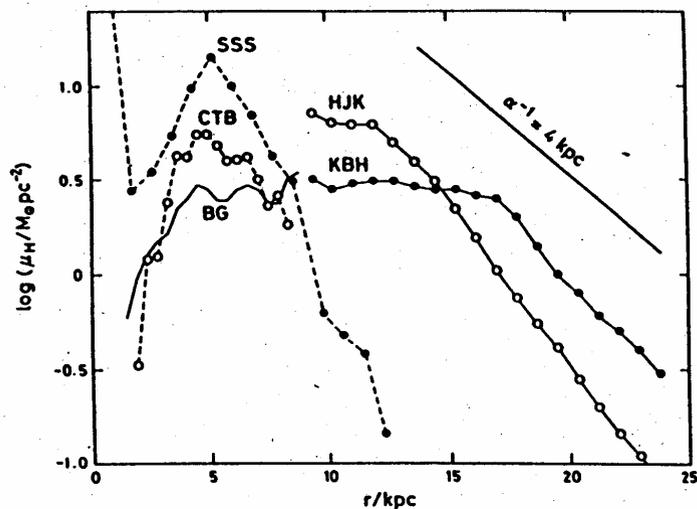
En general hay una gran dispersión, mayor que el error de medida, alrededor de la línea del gradiente

$12+\log(\text{O}/\text{H})$ : número de átomos de O respecto al H

$[\text{O}/\text{H}]=\log(\text{O}/\text{H})-\log(\text{O}/\text{H})_{\text{sol}}$

# Las distribuciones radiales de gas.

En un principio se midió la cantidad de gas que hay en el disco galáctico:



Some estimates of the gas surface density distribution

Luego se ha medido también la densidad de hidrógeno molecular, de manera que disponemos de ambas distribuciones de gas para el disco de nuestra galaxia

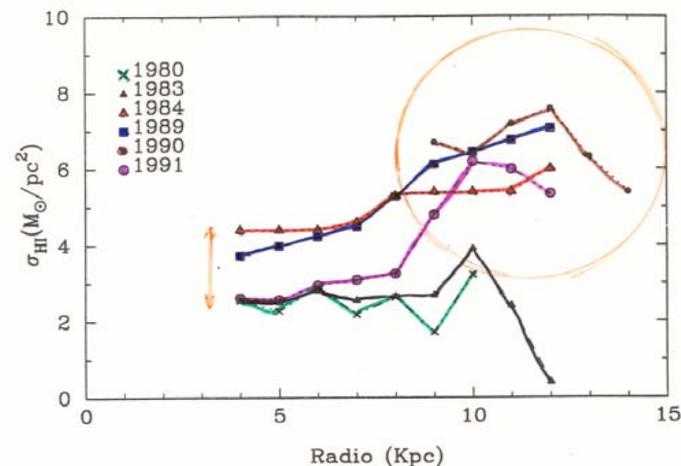


Figura 2.1-1: Distribuciones radiales de HI: x Talbot (1980), triangle Gusten & Mezger (1983), triangle Sanders et al.(1984), square Garwood & Dickey (1989), circle Wouterloot (1990), circle Rana (1991).

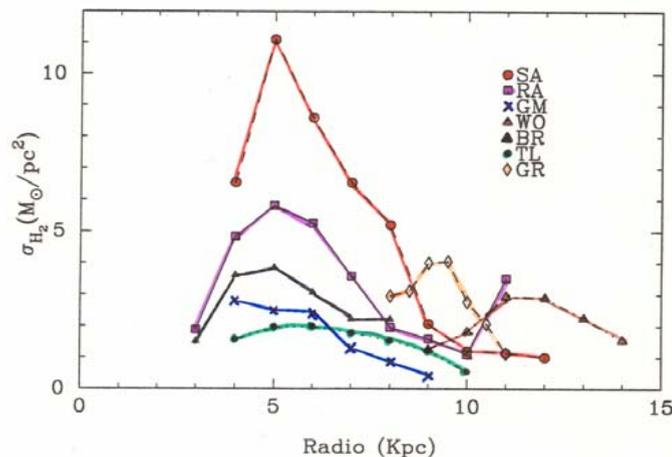


Figura 2.2-2: Diferentes distribuciones de hidrógeno molecular: circle Talbot (1980), x Gusten & Mezger (1983), circle SSS (1984), circle Grabelsky et al.(1987), triangle Bronfmann et al.(1988), triangle Wouterloot (1989), square Rana (1991).

# Las ecuaciones básicas

$$\frac{dM}{dt} = f$$

$$\frac{dM_s}{dt} = \Psi - E$$

$$\frac{dM_g}{dt} = -\Psi + E + f$$

$$M = M_s + M_g$$

- ❑  $f$ = flujo neto de gas (puede ser 0 )
- ❑  $M$ = masa total del sistema
- ❑  $\Psi$ =SFR (tasa de formación estelar)
- ❑  $E$ = tasa de eyección de masa por parte de las estrellas
- ❑  $M_s$ =masa en forma de estrella
- ❑  $M_g$ = masa de gas

Cada estrella pierde masa después de un tiempo de vida  $\tau_m$ , quedando una remanente de masa  $\omega_m$ , de manera que la eyección total de todas las estrellas está determinada por:

$$E(t) = \int_{m_i}^{\infty} (m - \omega_m) \Psi(t - \tau_m) \Phi(m) dm$$

Función inicial de masa, o número de estrella de en cada intervalo  $dm$

Masa eyectada por una estrella de masa  $m$

Número de estrella formadas en el tiempo  $(t - \tau_m)$  y que están ahora eyectando su masa después de haber vivido ese tiempo  $\tau_m$

Se definen fracción de retorno R

$$R = \int_{m_1}^{\infty} (m - \omega_m) \Phi(m) dm$$

y yield total

$$y = \frac{1}{1-R} \int_m^{\infty} m p_{z,m} \Phi(m) dm$$

Dónde  $p_{z,m}$  es la fracción de metales Z eyectada por una estrella de masa m

La abundancia metálica se obtiene a partir de la siguiente ecuación:

$$\frac{d(ZMg)}{dt} = -Z\Psi + Z_f f + -Z_w w + E_z$$

Siendo:

- 1)  $Z\Psi$  los metales que se van al formarse la estrella
- 2)  $Z_f f$  es la masa en metales que llega con el gas f que entra
- 3)  $Z_w w$  es la masa en metales que se va con el flujo de gas w que sale
- 4)  $E_z$  es la cantidad de metales que eyectan los metales al morir

$$E_z = \int_{m_1}^{\infty} m p_{z,m} \Psi(t - \tau_m) \Phi(m) dm +$$

$$\int_{m_1}^{\infty} (m - \omega_m - m p_{z,m}) Z(t - \tau_m) \Psi(t - \tau_m) \Phi(m) dm$$

La primera parte es el yield o metales nuevos creados

La segunda parte son metales que ya estaban en el gas primitivo del cual se creó la estrella

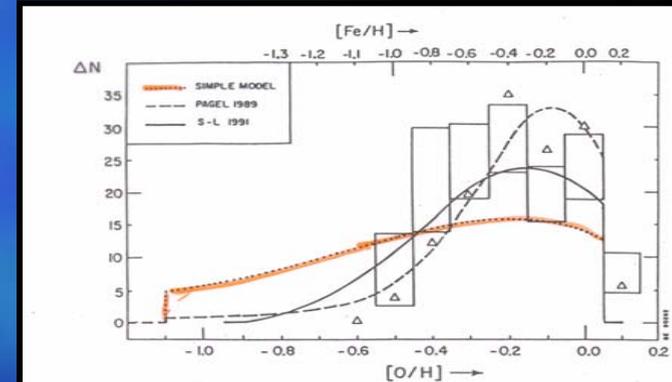
# El modelo simple

El modelo simple hace varias hipótesis para simplificar el sistema de ecuaciones de modo que pueda resolverse analíticamente

- 1) Aproximación de reciclaje instantáneo:
  - a) \* de masa  $m > m_1$  que tendrán  $\tau = 0$  o sea que mueren según nacen
  - b) \* de masa  $m < m_1$  con  $\tau = \infty$
- 2) El sistema es cerrado  $f = 0$
- 3) Una sola región con gas no enriquecido
- 4) Todos los metales eyectados se diluyen instantáneamente en el medio interestelar

## Posibles soluciones:

1. Infall de gas enriquecido o no
2. Yields que dependen de la metalicidad
3. Flujos radiales que sirvan para diluir o enriquecer la región que sea
4. Formación estelar que varíe con el radio



$Z \propto$  proporcional a  $\mu$

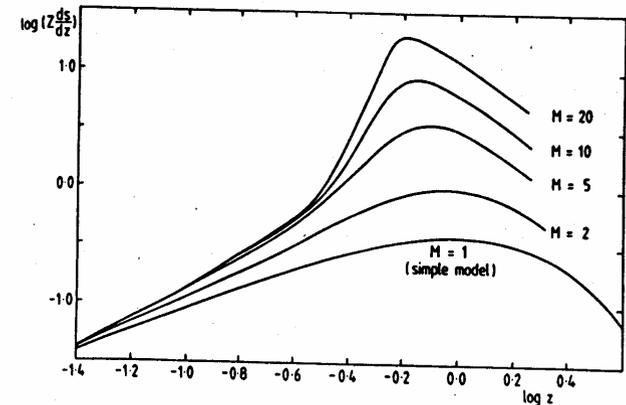


Figure 25: Theoretical abundance distribution functions according to Lynden-Bell's "Best Accretion Model" for different values of  $M$ , after Pagel (1989a).

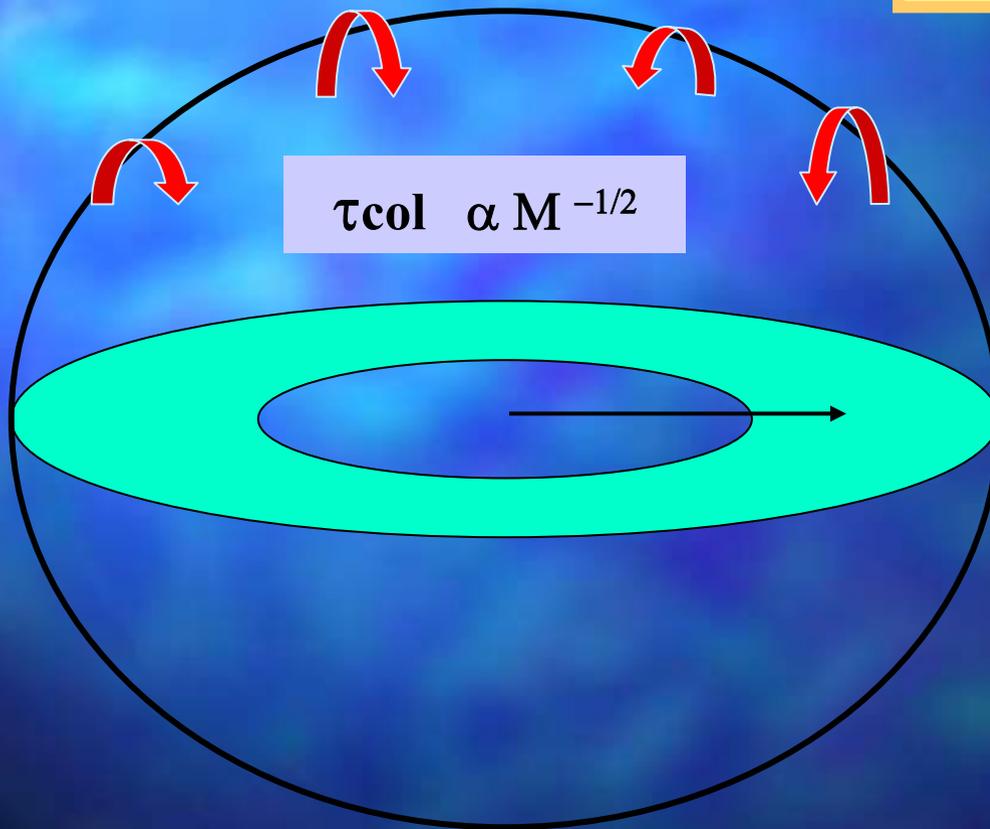


# El modelo multifase

- ❖ **Conexión disco-halo: la caída del gas forma el disco como estructura secundaria (existencia de *infall* de gas)**
- ❖ **Distintas fases o componentes de materia que se tratan separadamente:**
  - ❑ Gas difuso
  - ❑ Gas molecular
  - ❑ Estrellas masivas
  - ❑ Estrellas de baja masa
  - ❑ Remanentes
- ❖ **Intercambio de materia de unas fases a otras según los distintos procesos de conversión**
  - ❑ Gas difuso forma nubes moleculares
  - ❑ Nubes moleculares forman estrellas por colisiones
  - ❑ Las estrellas masivas interaccionan con las nubes moleculares que las rodean
  - ❑ Devolución de gas al medio interestelar por los procesos anteriores

Existencia de una nube de gas o protogalaxia, dividida en cilindros, cuya distribución de masa  $M(R)$  se calcula con la curva de rotación  $V(R)$ .

Dicho gas comienza a colapsar y a caer sobre el plano ecuatorial de manera que se forma el disco:  $\tau_{\text{col}}$



Puesto que la densidad de masa depende del radio, el infall de gas depende también del radio galactocéntrico

**El modelo multifase**

# La ley de la formación estelar

**Siguiendo varios procesos de formación y destrucción, la masa de cada uno de los cilindros se divide en varias fases: Como se forman estrellas y nubes moleculares**



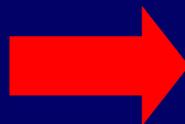
**La función inicial de masas: determinada a partir de la fragmentación de nubes moleculares:**

$$\Phi(m) = 2.01 m^{-0.52} 10^{[2.07(\log m)^2 + 1.92 \log m + 0.73]^{1/2}}$$

**Nucleosíntesis:**

- 1) Estrellas masivas de Woosley & Weaver (1995) o Portinari et al. (1998)
- 2) Estrellas de baja masa e intermedia de Renzini & Voli (1981) o Buell (1997)
- 3) Supernova tipo I de Nomoto, Thielemann & Yokoi (1984)

**Modelización de la galaxia en cilindros concéntricos**

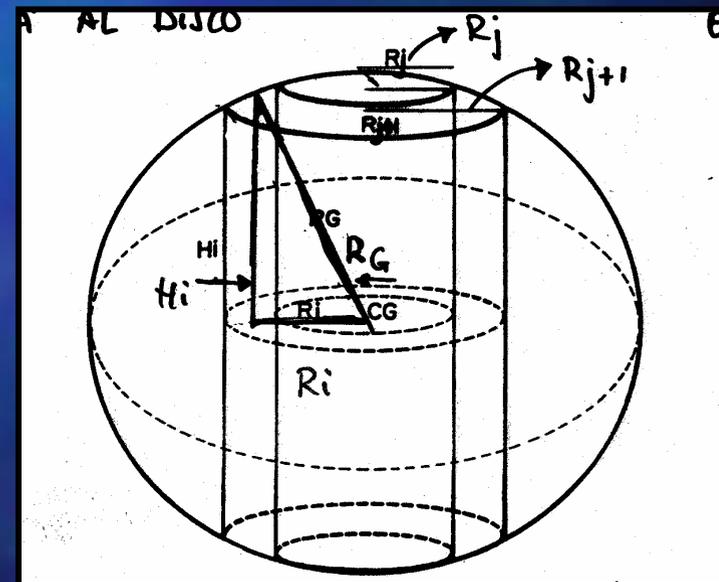
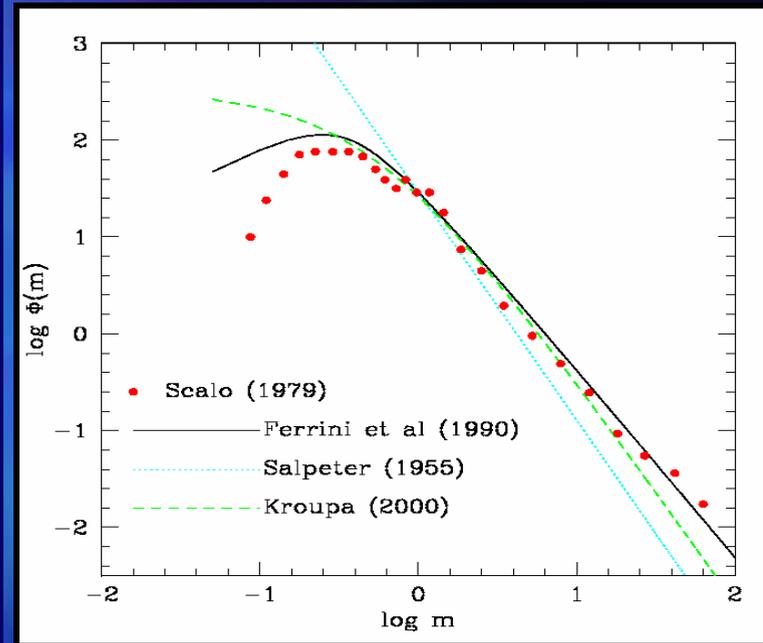


**Ley de formación estelar en dos pasos en el disco**

**Y una ley de Schmidt en el halo**

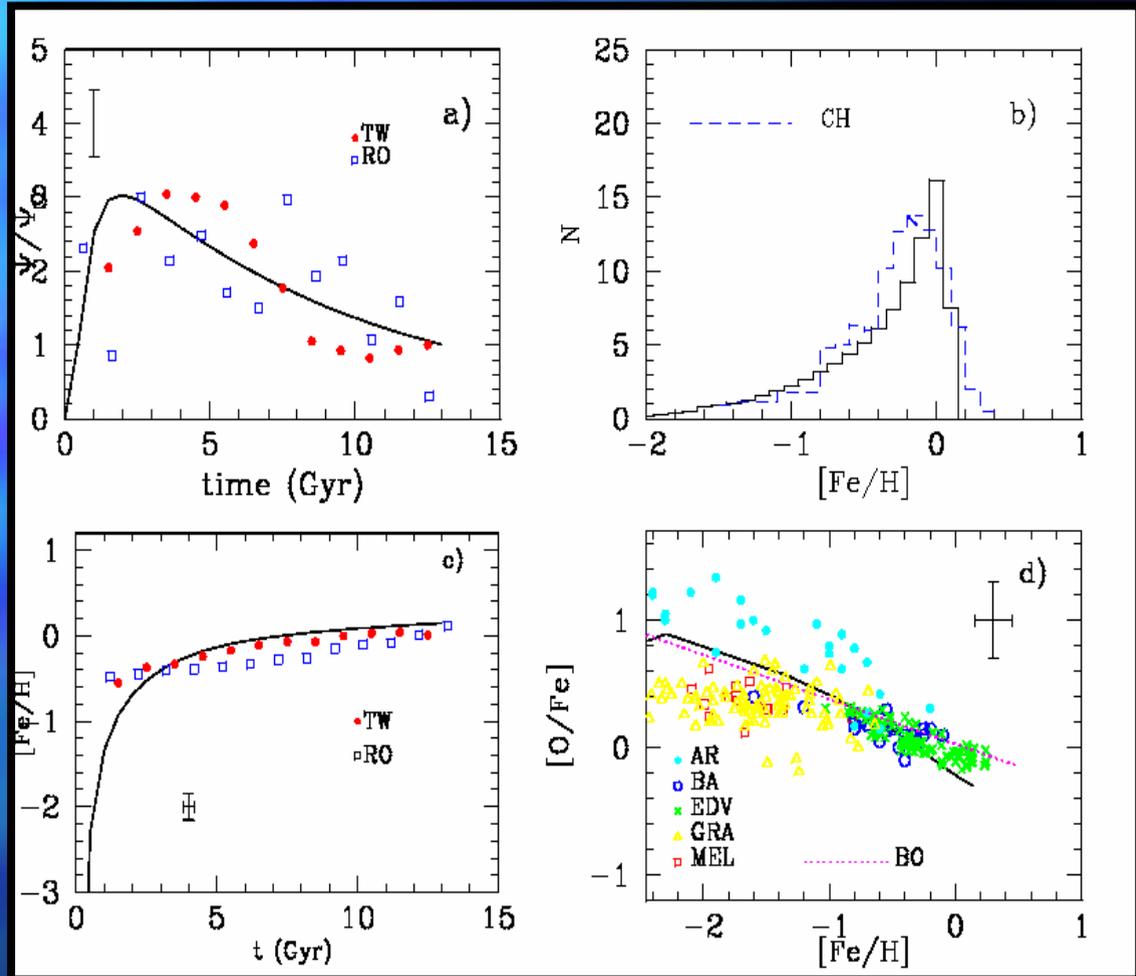
$$\Psi_D(t) = (H_1 + H_2) c_D^2(t) + (a_1 + a_2) S_{2,D}(t) c_D(t)$$

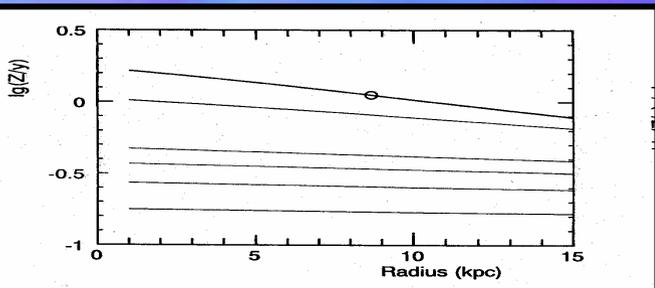
$$\Psi_H(t) = (K_1 + K_2) g_H^n(t)$$



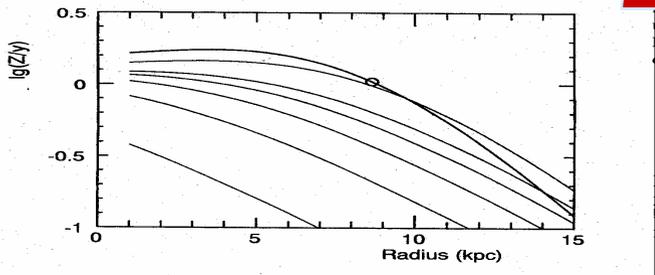
# Resultados: I. La Vecindad Solar (calibración 1: $V_{rot}=200$ km/s y $T=4$ )

- Tanto la relación edad-metalicidad como la historia de la formación estelar son adecuadamente reproducidas
- La distribución de metalicidad no tiene el problema de las G-dwarfs: la contribución del halo es esencial
- La abundancia relativa de los elementos  $\alpha$  es  $+0.7$  dex en  $[Fe/H]=-2$ , es decir, la contribución de SN-I y SN-II está bien calibrada





**Fig. 1.** Computed evolution of the metallicity in the disk of the Galaxy, for a linear SFR law: At the times 2, 3, 4, 5, 10, and 15 Gyrs, the ratio  $Z/y$  of metallicity and yield is shown as a function of galactocentric radius. The circle denotes the present solar neighbourhood. In the disk, gas is flowing towards the galactic centre with a speed of 0.5 km/s at the position of the sun, increasing linearly with radius. The constant of the star formation rate is adjusted to give a present day gas fraction of 0.15 in the solar neighbourhood

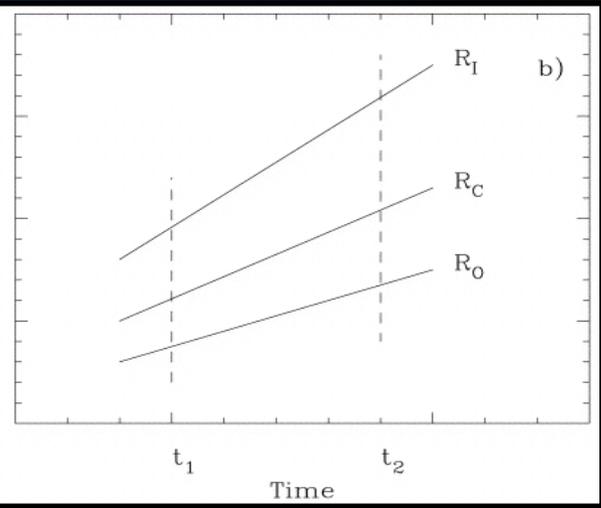
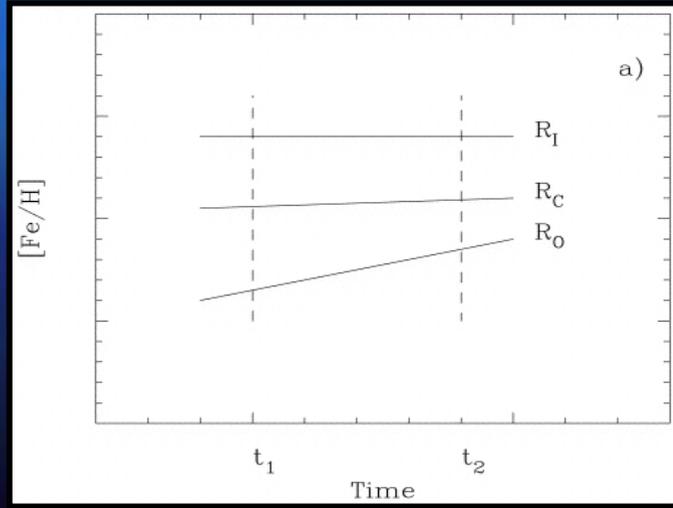


**Fig. 2.** Same as Fig. 1, but for a quadratic SFR law. Here, the situation at 1 Gyr can also be seen

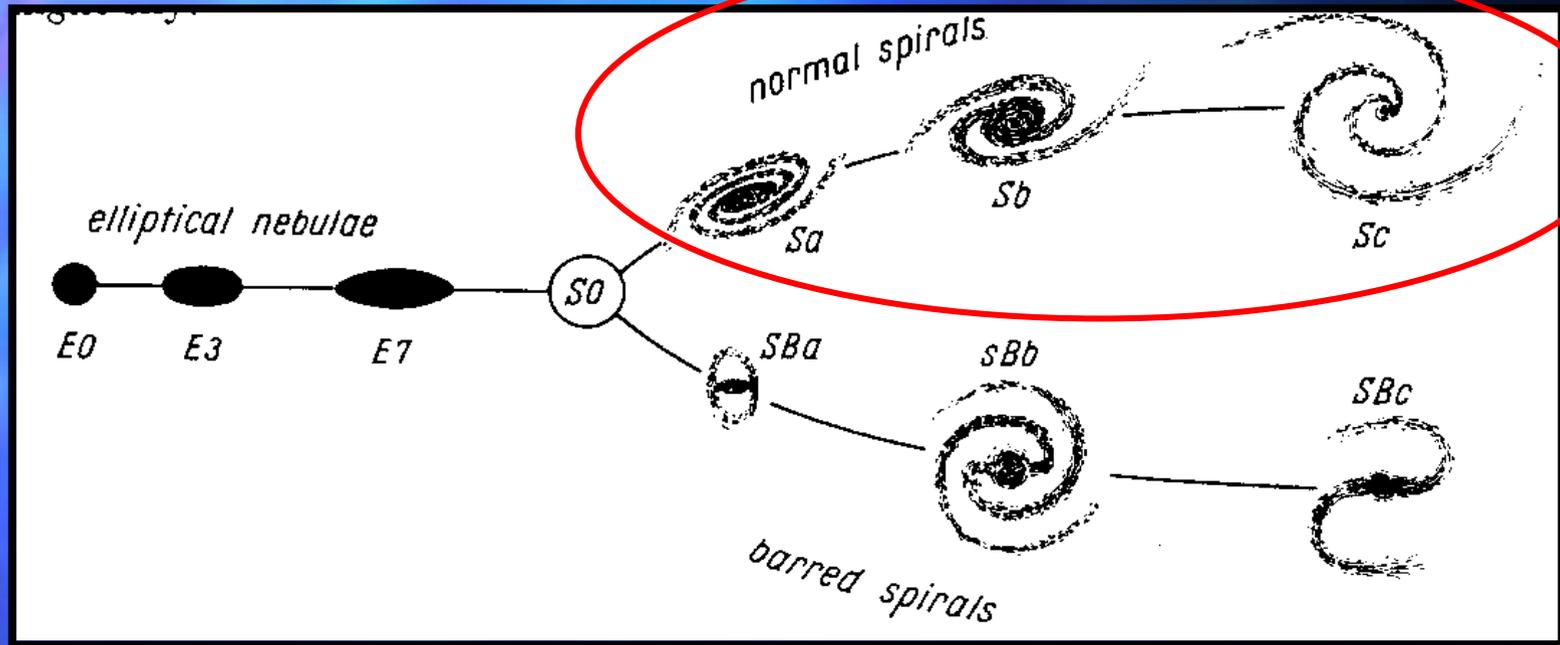
Existen varios mecanismos de formación de gradientes. Según sea ese mecanismo las distribuciones radiales de abundancia se inclinarán o se aplanarán con el tiempo



Diferentes mecanismos de formación del gradiente implican diferentes tipos de relación edad-metalicidad para las zonas radiales de un disco



# Correlaciones para galaxias espirales e irregulares



También en otras galaxias espirales se han observado gradientes de abundancia, generalmente obtenidos a partir de observaciones en regiones HII

- ❑ Variaciones de los gradientes según la luminosidad de la galaxia y el tipo morfológico
- ❑ Variaciones para cada elemento



NGC224

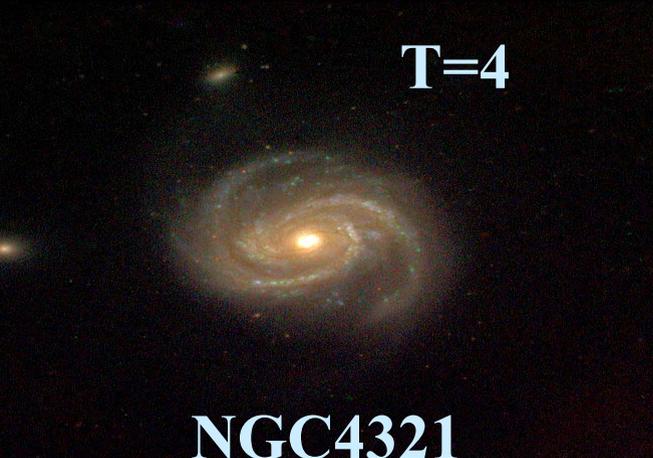
T=4

T=3



NGC4501

T=5



NGC4321

T=6

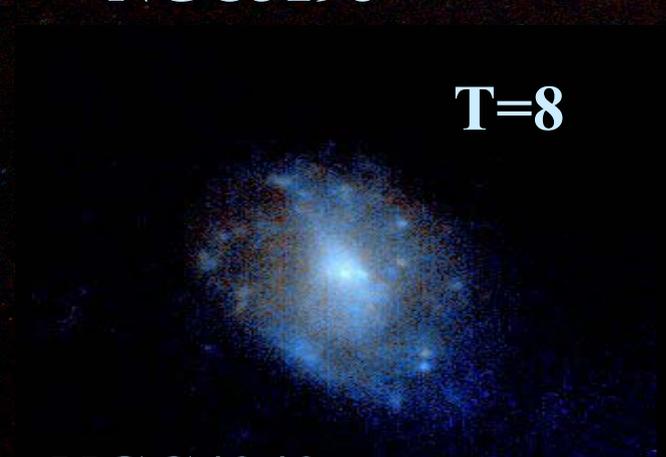


NGC3198

T=8



NGC3403



NGC4242

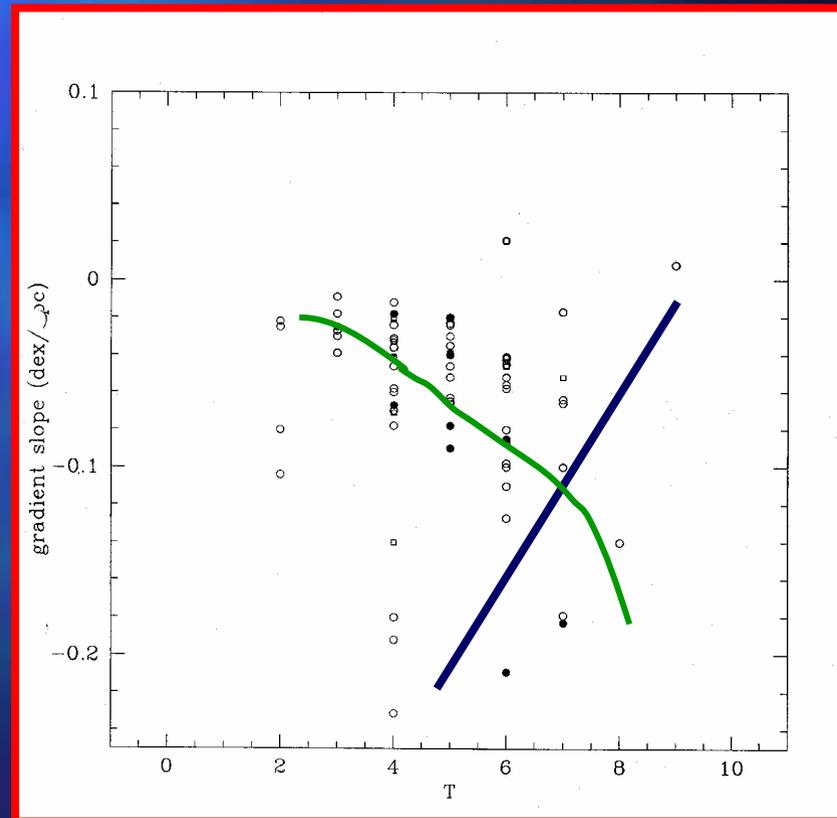
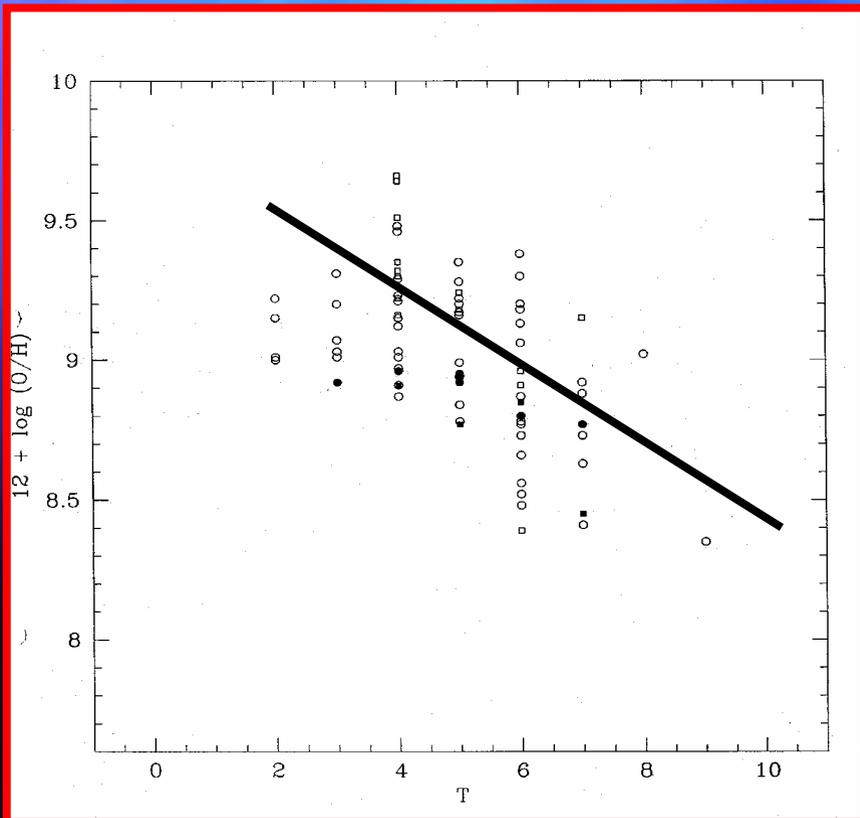
La secuencia de Hubble está relacionada con la fuerza del brazo espiral y con la concentración del bulbo.

Las galaxias tempranas (T bajo) son ordenadas

Y las galaxias tardías (T alto) son desorganizadas

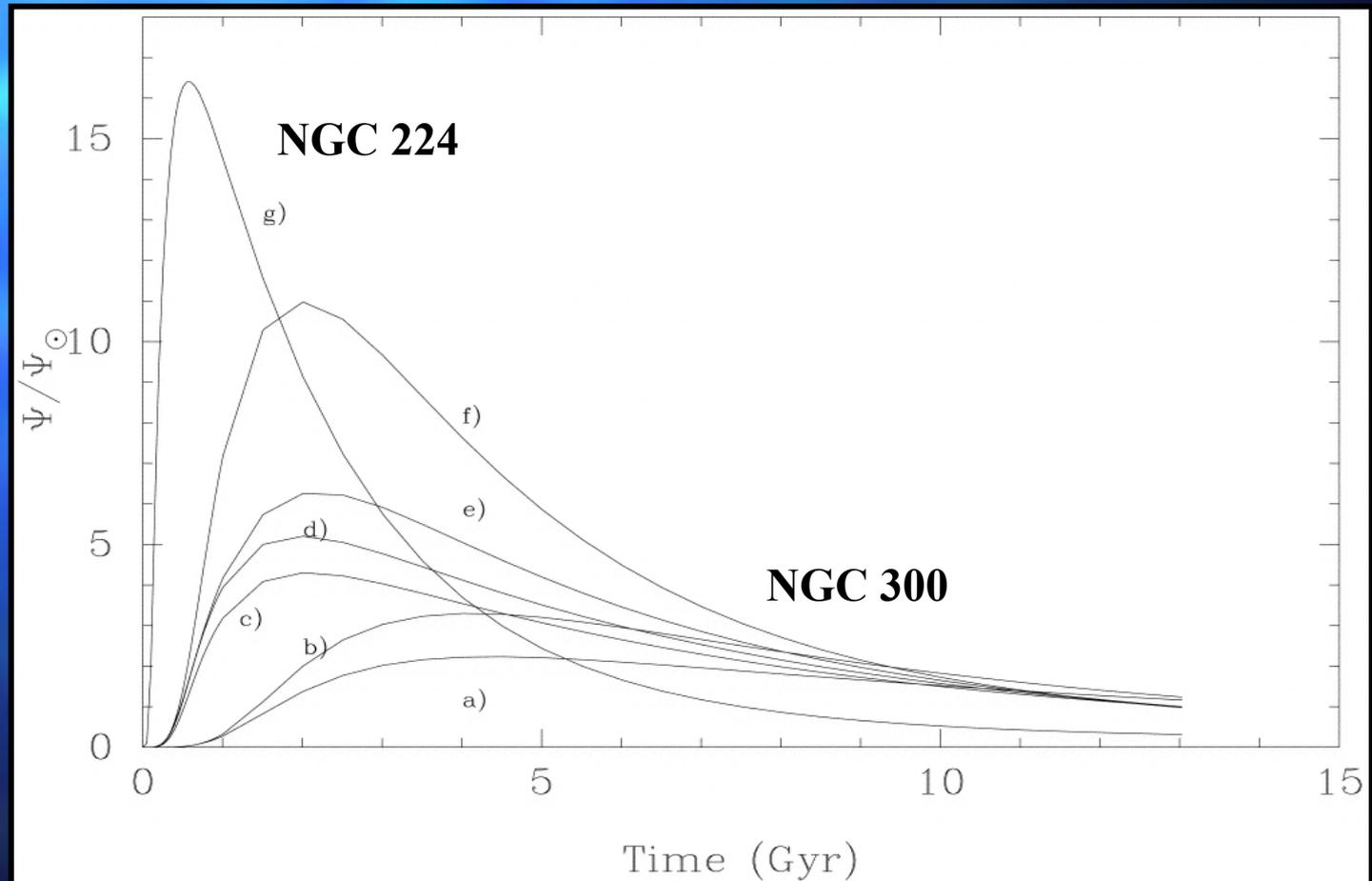
# Relación de abundancias y gradientes con el tipo morfológico

- ❖ Las galaxias de tipo temprano son más ricas en metales que las de tipo tardío (Vila-Costas 1993; Oey & Kennicutt 1993; Zaritsky et al. 1994; Dutil & Roy 1999)
- ❖ El gradiente gradial de oxígeno es mayor para las galaxias de tipo tardío que para las de tipo temprano que suelen tener gradientes planos



## RESULTADOS GENERALES:

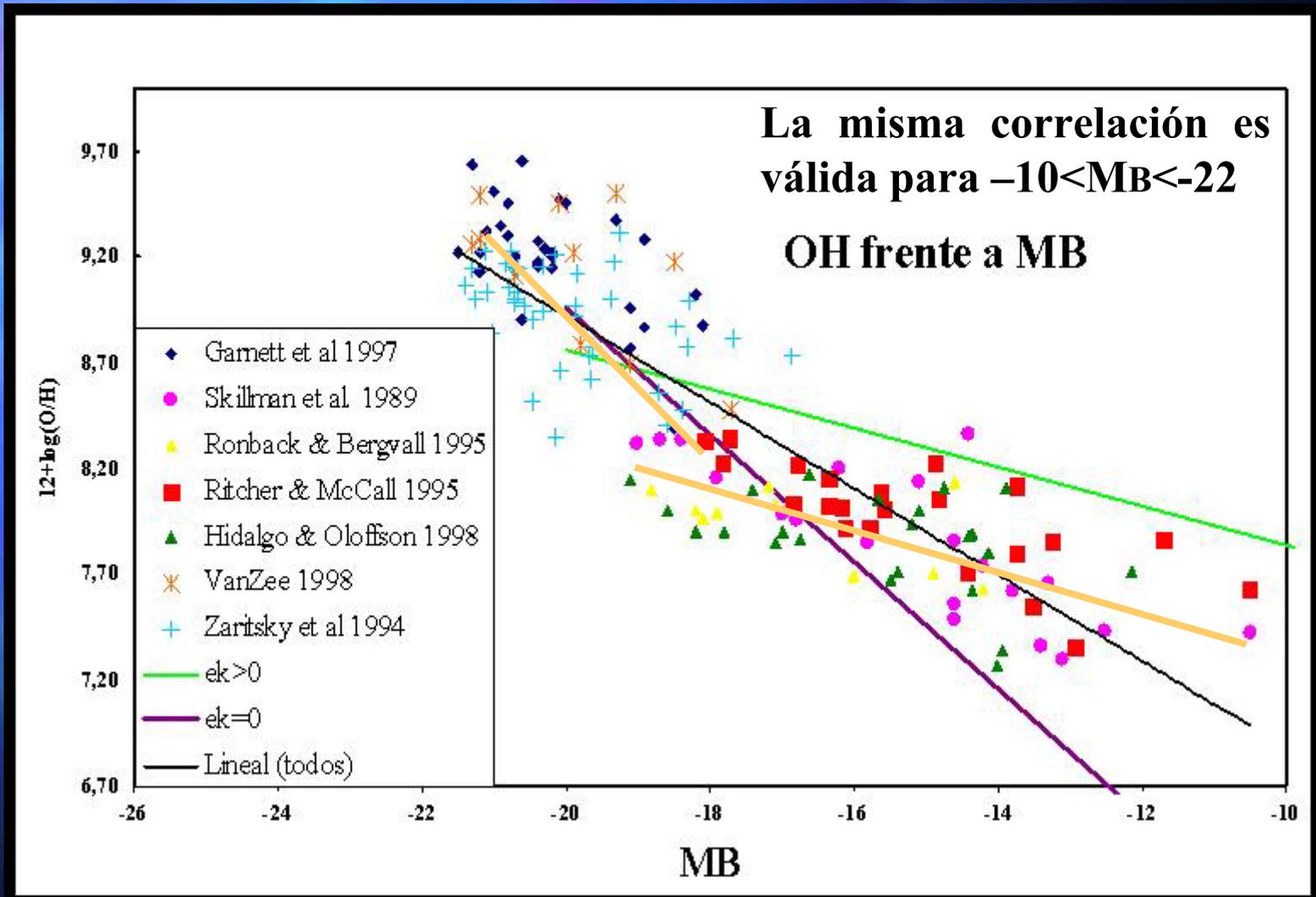
La formación estelar es más fuerte y ocurre antes en las galaxias masivas de tipo temprano que en las galaxias tardías menos masivas



## **RESULTADOS PRINCIPALES DE ESTOS MODELOS**

- **Distribuciones radiales de tasa de formación estelar, de abundancia de oxígeno [O/H], y de densidades de gas atómico y molecular**
- **Saturación de abundancia de O que ocurre antes en las galaxias masivas o en las de tipo temprano**
- **Formación estelar que comienza en el centro y va hacia el exterior**
- **Máximo en la distribución de H I que se va moviendo hacia fuera a medida que avanza la evolución.**
- **Máximo en la distribución de H<sub>2</sub> que va siempre por detrás que el anterior.**
- **Correlación entre las distribuciones de gas molecular y  $\Psi$**
- **Tendencias: Gradiente-Tipo morfológico**
  - Masa-Metalicidad**
  - Fracción de gas-Tipo morfológico**

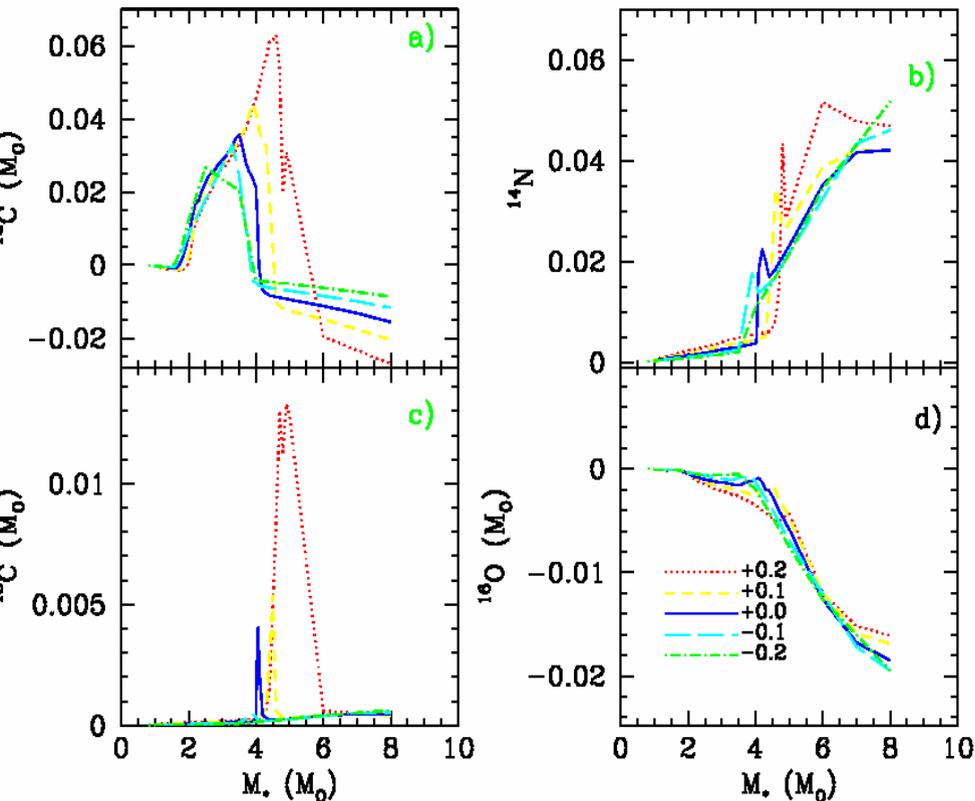
# Relación metalicidad-luminosidad



Las galaxias más luminosas resultan ser las que tienen mayores abundancias de oxígeno



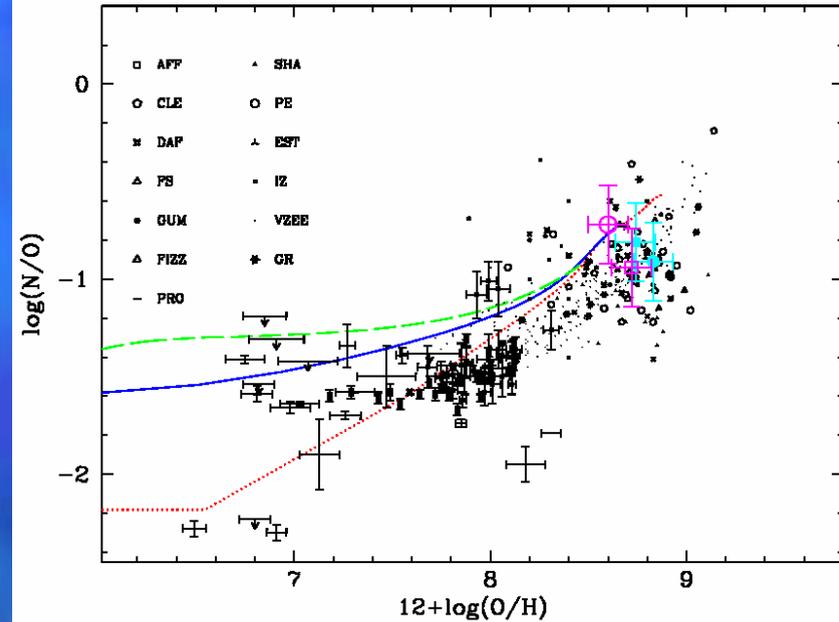
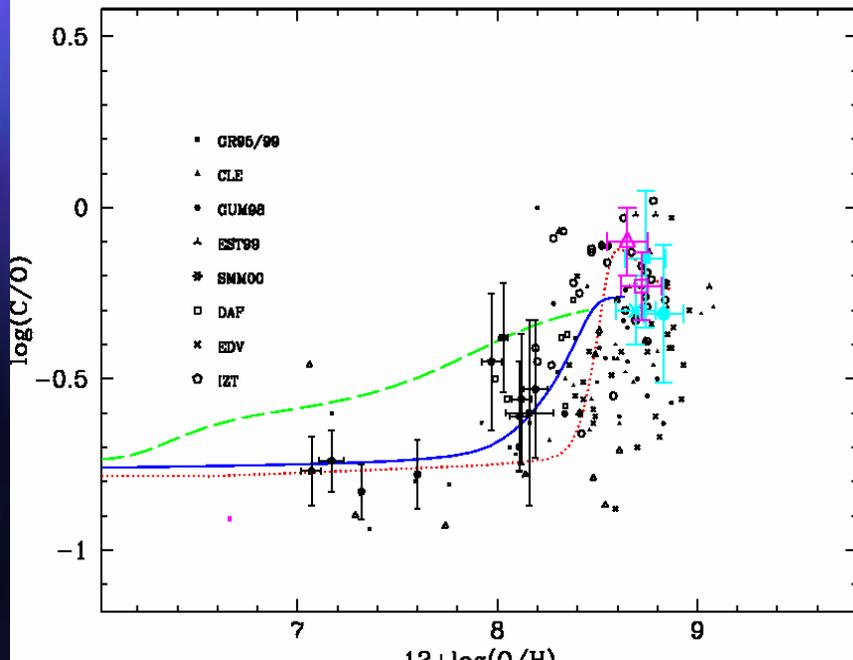
# Las estrellas de masa intermedia (4-8 $M_{\text{sun}}$ )



- La evolución de una estrella de masa baja o intermedia está dominada, en la fase TP-AGB por dos procesos: el tercer dragado y el quemado de la envoltura, llamado Hot Bottom Burning (HBB, ciclo CNO en la base de la envoltura).
- El primer proceso afecta a las estrellas entre 2  $M_{\odot}$  y 4  $M_{\odot}$ , y sirve para aumentar la abundancia de carbono.
- En estrellas más masivas de 4 $M_{\odot}$ , el HBB produce un brusco aumento de nitrógeno y una disminución similar de carbono.

# Las abundancias C/O y N/O vs O/H

- Los yields de estrellas masivas de Woosley & Weaver (1995) parecen adecuados para reproducir las tendencias observadas
- La pendiente variable de C/O vs O/H se explica con la evolución normal de estrellas LIM sin necesidad de usar vientos en estrellas masivas



N/O vs O/H tiene una pendiente cero al principio, y luego se desarrolla una pendiente positiva. Este aumento implica que aparece la componente secundaria del N. La pendiente plana inicial implica la existencia de una componente primaria.

# Los rayos cósmicos

- Los rayos cósmicos que llegan: partículas cargadas y aceleradas que proceden del impacto de las partículas primarias con el ISM.
- Principalmente son protones y partículas  $\alpha$ , + algunos elementos pesados.
- Distribución de energía. Los más energéticos de hasta  $10^{20}$  eV son raros
- El origen y la aceleración **incierto**: el espectro de energías sugiere un proceso electromagnético similar a los de los aceleradores de partículas
- Mecanismo probable: las reflexiones repetidas en nubes de gas magnetizado moviéndose. Esto puede ocurrir en choques interestelares debidos a las eyecciones de SN. Las eyecciones de las SN tienen una energía cinética del orden de un MeV por nucleón.
- Partículas con  $E \sim \text{GeV}$  son eyectadas por el sol y probablemente en otras estrellas.
- El proceso debe ser eficiente frente a las pérdidas de Energía por ionización.

## Origen:

De dónde proceden las partículas  
Qué las acelera

## Propagación

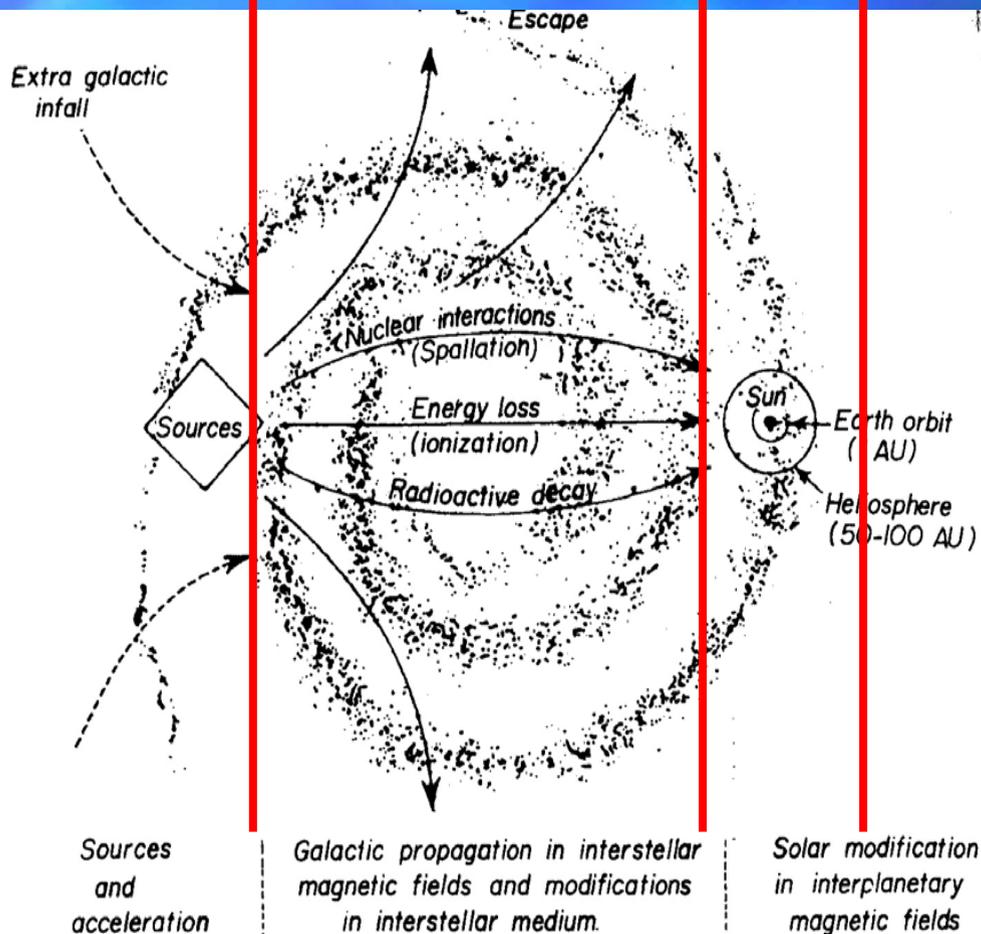
Mecanismos de interacción de las partículas hasta llegar a la SV

## Modulación

Efecto de la interacción con el viento solar (campo magnético del Sol o heliosfera)

Durante su propagación a través de la galaxia los rayos cósmicos pueden sufrir los siguientes efectos:

- Pérdida de energía por ionización
- Fragmentación por reacciones nucleares a alta E (spallation). Esto convierte núcleos abundantes en isótopos ligeros.
- Escape de la Galaxia (Otros modelos de propagación)
- Modulación solar

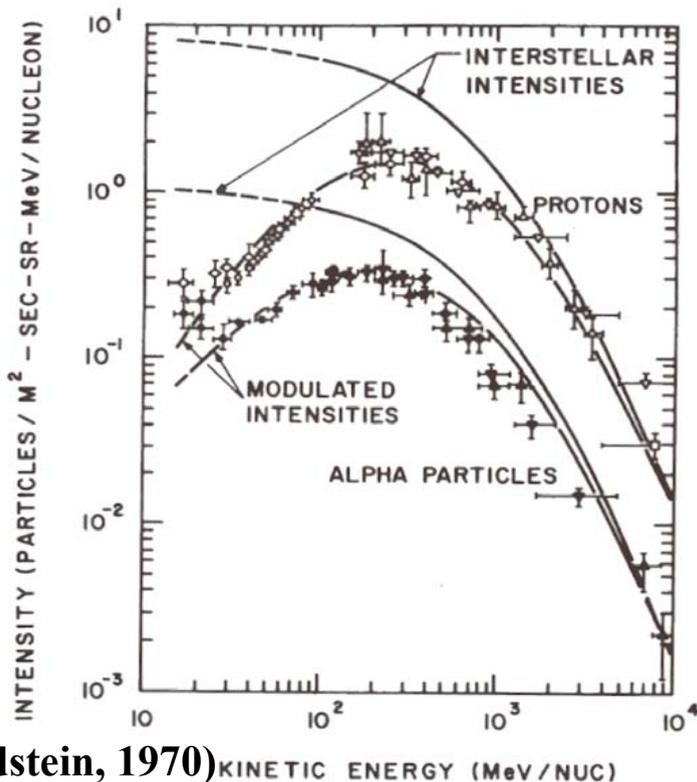


# El espectro de energías

El espectro inicial de los rayos cósmicos se espera que sea una ley en potencias sobre el momento  $p$  de las partículas.

$$n(E)dE \propto p^{-2} dp = (E+E_0)/(E(E+2E_0))^{3/2} dE$$

$E$  la energía cinética de los nucleones, y  $E_0$  un valor de referencia



Goldstein, 1970)

- El espectro inicial depende de  $E$ :  $E^{-3/2}$  a baja  $E$  ( $E < 1 \text{ GeV}$ ),  $E^{-2}$  a  $E > 1 \text{ GeV}$
- El espectro de origen resulta aplanado (modulado) debido a la interacción con el viento solar a bajas energías.
- El espectro obtenido deber ser desmodulado.
- Hay un espectro para cada tipo de partícula

■ Para ello hay que resolver:

$$\frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} (r^2 V U) - \frac{1}{3} \left( \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} (r^2 V) \right) \left( \frac{\partial}{\partial T} (\alpha T U) \right) = \frac{1}{r^2} \frac{\partial}{\partial r} \left( r^2 K \frac{\partial U}{\partial r} \right)$$

$U(r,T)$  densidad en número de RC por unidad de energía cinética  $T$ ,

$\kappa(r,T)$  coef. difusión,  $V(r)$  la velocidad del viento solar,

$$\alpha(T) = (T + 2mc^2) / (T + mc^2).$$

$U_0$  es el espectro desmodulado.

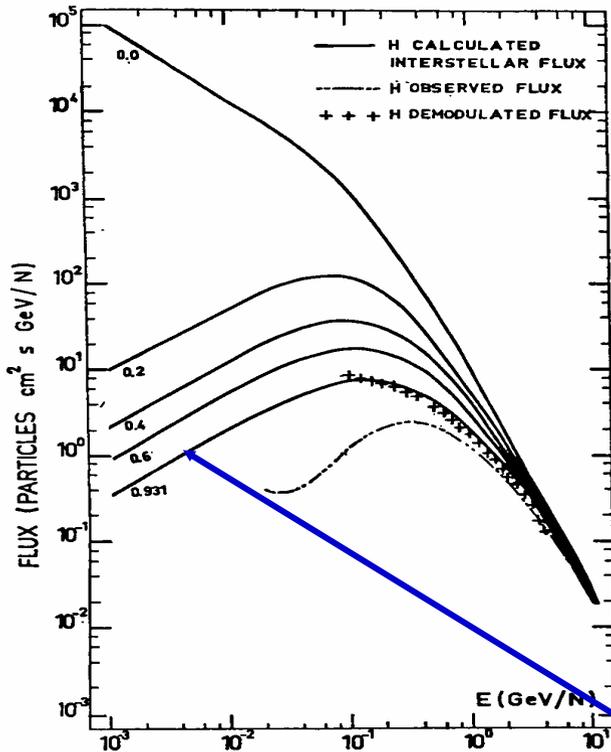


Fig. 3. Interstellar H energy spectra from an injection spectrum proportional to  $(E_0 + E)^{-2.6}$  where  $E$  is the kinetic energy (GeV  $N^{-1}$ ) and  $E_0$  a parameter varying from 0 to 0.931 GeV  $N^{-1}$ . The curves are labelled by the corresponding  $E_0$ . Also shown is the observed H energy spectrum at solar minimum and the demodulated H spectrum as calculated by G.F.R.. The injection flux in total energy power ( $E_0 = 0.931$  GeV) appears to fit very well the spectrum demodulated

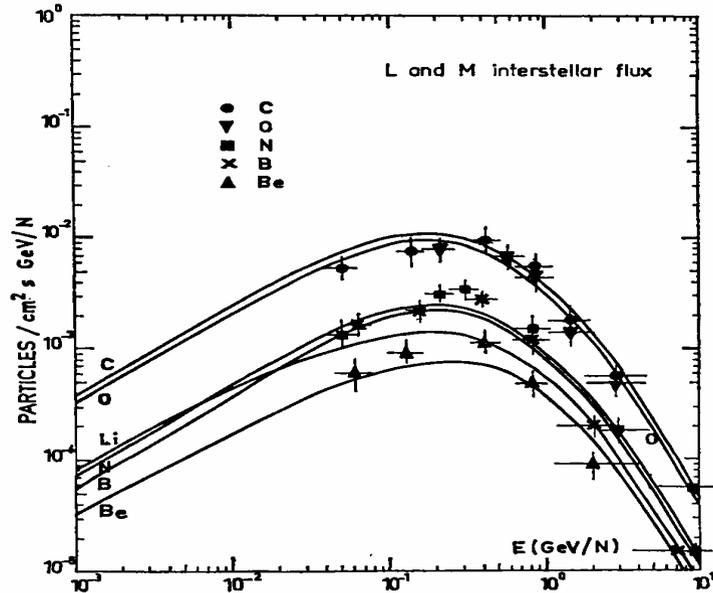


Fig. 4. Interstellar fluxes of Li, Be, B, C, N, O, from an injection spectrum in the total energy power. ( $E_0 = 0.931$  GeV in Eq. (15) compared with undemodulated observations (Von Rosenvinge, 1969)). The flattening of the Li and Be curves at low energy is due to the effect of the  $(\alpha + \alpha)$  reaction. The beta decay of  ${}^7\text{Be}$  in  ${}^7\text{Li}$  at low energy ( $E < 20$  MeV  $N^{-1}$ ) has not been incorporated in this figure

$$\Phi_p(E) dE = 12.5 (E + E_0)^{-2.6} dE \text{ cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$$

Meneguzzi et al. 1971

# Modelos de propagación

- 1) **Modelo cerrado:** los rayos cósmicos no pueden abandonar la Galaxia. Pierden su energía por colisiones inelásticas con el ISM
- 2) **Modelo *leaky box*:** los rayos quedan atrapados por los límites de la Galaxia pero con una probabilidad finita de escapar IGM
- 3) **Modelo *nested leaky box*:** los RC quedan atrapados cerca de sus fuentes con una probabilidad finita de escapar
- 4) **Modelos de difusión:** las irregularidades del campo magnético hace que algunos RC escapen por un proceso aleatorio. Tiene un halo como LB
- 5) **Modelo del halo dinámico:** hay una expulsión de gas constante de la galaxia. Los campos magnéticos ligados al gas son difundidos fuera.
- 6) **Modelos muy inhomogéneos:** existen gradientes de la densidad de rayos cósmicos a escala galáctica debido a la distribución de las fuentes
- 7) **Modelos de aceleración continua:** los RC están siendo continuamente acelerados en el ISM. Esto ocurre a la vez que las reacciones nucleares
- 8) **Modelo extragaláctico:** el universo puede estar en un baño de rayos cósmicos, atravesado por un flujo de RC similar al que se recibe en la Tierra. Los datos de rayos  $\gamma$  parecen eliminar esta posibilidad

# Abundancias en rayos cósmicos

- Las abundancias derivadas para la fuente de los rayos cósmicos será nuestro objetivo.
- Con los datos existentes parece que son similares a las solares.
- Hay un aumento en las abundancias de los elementos ligeros.
- Algunas anomalías isotópicas

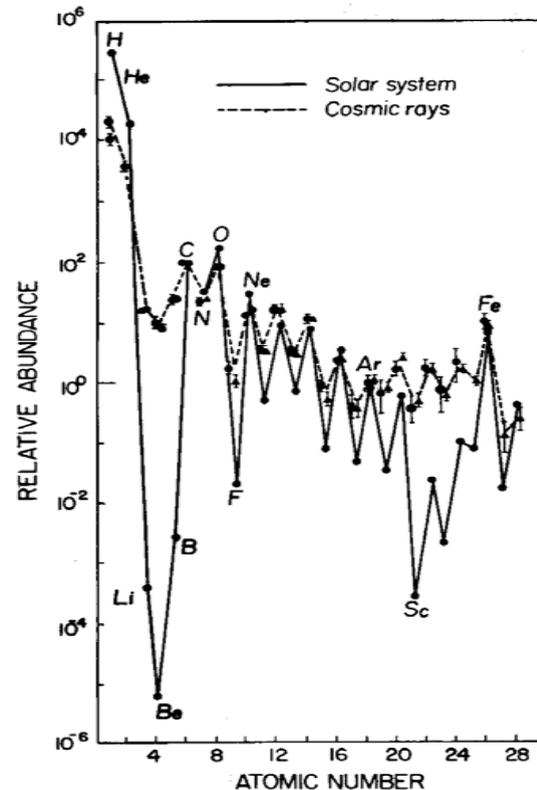


Fig. 9.1. Abundances in primary cosmic rays reaching the top of the Earth's atmosphere, compared to solar-system abundances. (Both normalized to C = 100). After C.E. Rolfs & W.S. Rodney, *Cauldrons in the Cosmos*, University of Chicago Press, 1988, Fig. 10.4, p. 509. ©1988 by the University of Chicago. Courtesy Claus Rolfs.

# El proceso x

**Los elementos ligeros no pueden producirse como elementos primordiales (excepto  ${}^7\text{Li}$ ), pero tampoco con reacciones nucleares en los interiores estelares, donde son destruidos.**

- **Big Bang produce  ${}^7\text{Li}$  en una cantidad que depende de la densidad bariónica:**
  - ${}^4\text{He}({}^3\text{He},\gamma) {}^7\text{Li}$  a baja densidad se produce
  - ${}^7\text{Li}(\text{p},\alpha) {}^4\text{He}$  a densidad intermedia, se destruye
  - ${}^4\text{He}({}^3\text{He},\gamma) {}^7\text{Be}$  ( $\text{e}^-,\nu_e$ )  ${}^4\text{He}$  a densidad más alta

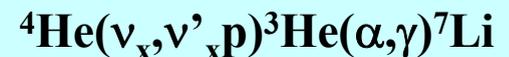
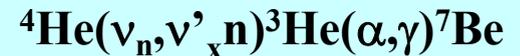
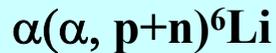
La abundancia  ${}^7\text{Li}/\text{H}$  está entre  $10^{-10}$  y  $10^{-9}$
- **Spallation: Se producen elementos ligeros por el choque de los rayos cósmicos con  $E > 100$  MeV/nucleón sobre los elementos C,N, O y Fe, rompiéndolos en elementos más pequeños. Este proceso no puede producir todo el  ${}^7\text{Li}$  observado y tampoco ajusta Li/B**
- **Los átomos de C y O procederían de vientos de estrellas masivas y sirven para producir Be y B.**
- **AGB: Recientemente se ha obtenido que el HBB produce y transporta Be a la superficie.**
- **SN: Woosley & Weaver (1995) obtienen un proceso de irradiación por  $\nu$  que produce  ${}^7\text{Li}$ ,  ${}^7\text{Be}$  y  ${}^{11}\text{B}$ . Se produce muy poco  ${}^6\text{Li}$ ,  ${}^9\text{Be}$  y  ${}^{10}\text{B}$**

Table 9.1. Destruction of light nuclei in stellar interiors

$^2\text{D}$	destroyed by	$(p, \gamma) ^3\text{He}$	for $T >$	$0.5 \times 10^6 \text{ K}$
$^6\text{Li}$	” ”	$(p, \alpha) ^3\text{He}$	for $T >$	$2 \times 10^6 \text{ K}$
$^7\text{Li}$	” ”	$(p, \alpha) ^4\text{He}$	for $T >$	$2.5 \times 10^6 \text{ K}$
$^9\text{Be}$	” ”	$(p, \alpha) ^6\text{Li}; (p, \text{D}) ^8\text{Be} \rightarrow 2 ^4\text{He}$	for $T >$	$3.5 \times 10^6 \text{ K}$
$^{10}\text{B}$	” ”	$(p, \alpha) ^7\text{Be} (\text{EC}) ^7\text{Li}$	for $T >$	$5.3 \times 10^6 \text{ K}$
$^{11}\text{B}$	” ”	$(p, \alpha) ^8\text{Be} \rightarrow 2 ^4\text{He}$	for $T >$	$5 \times 10^6 \text{ K}$
$^3\text{He}$	” ”	$(^3\text{He}, \alpha) ^4\text{He} + 2 ^1\text{H}$	for $T >$	$\sim 10^7 \text{ K}$

## Producción de núcleos ligeros en SN:

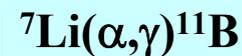
### 1. $\alpha$ - $\alpha$



### 2. Spallation



### 3. $\nu$



# El Litio, el Berilio y el Boro

Abundancias difíciles de observar:

## A) LITIO

- LiI a 6707Å doblete resonante, pero en general el Li está ionizado dado su bajo potencial de ionización (como corresponde a un elemento alcalino)
- LiII tiene dos electrones en una capa cerrada y tiene una resonancia en 199Å

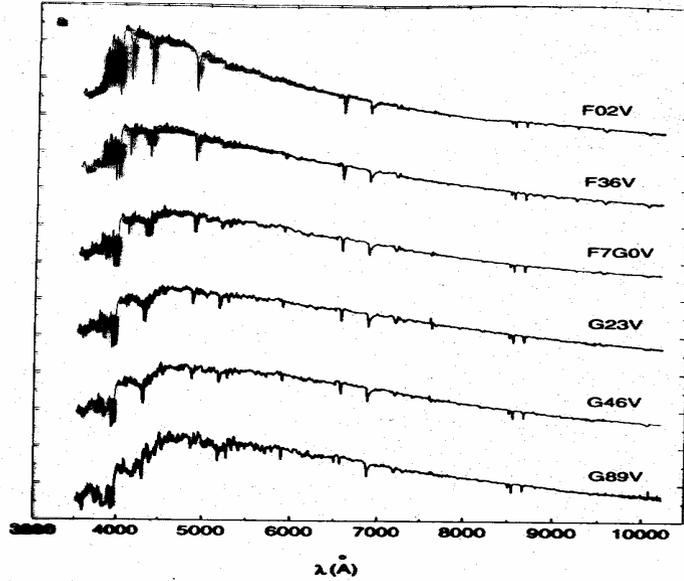
## B) BERILIO

- La línea resonante de BeI a 2348.6Å es inobservable desde tierra
- La línea del doblete de BeII a 3130Å cae en una zona del espectro donde sólo el 30% del flujo que llega, entra y atraviesa la atmósfera
- En estrellas de tipo solar donde el ion dominante es BeII la región del espectro está llena de líneas de otros elementos

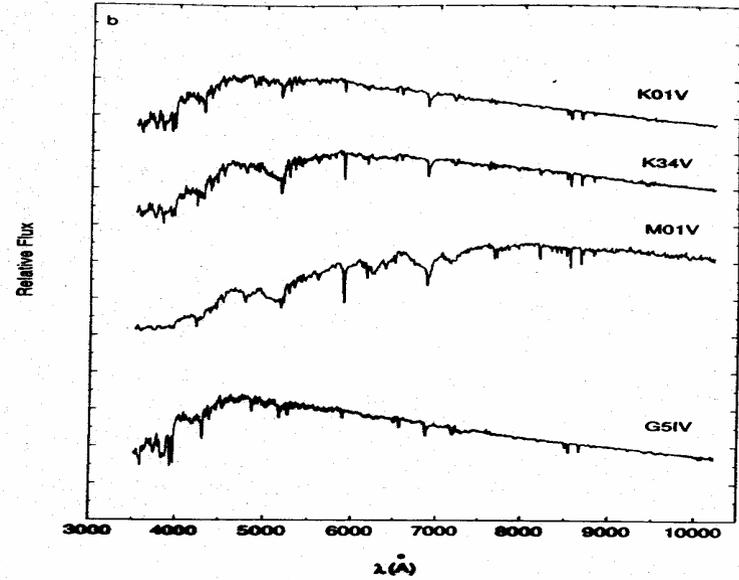
## C) BORO

- Las líneas resonantes BI y BII a 2497.7 y 1362.5Å están en el UV

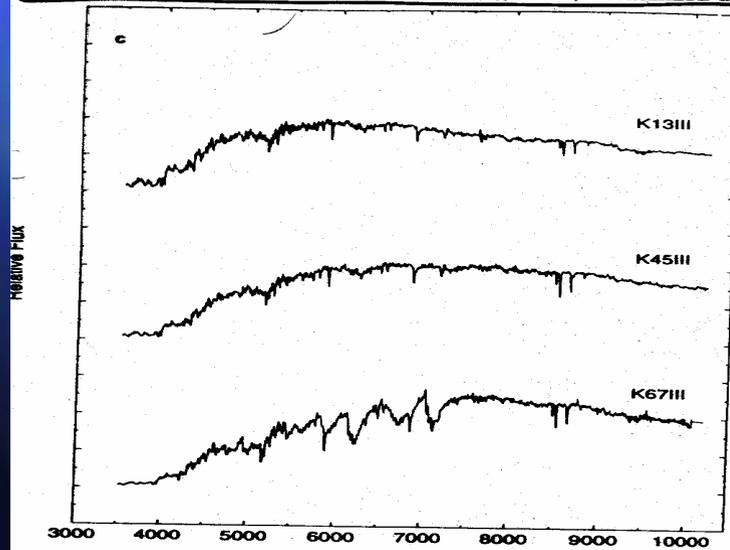
# Espectros estelares



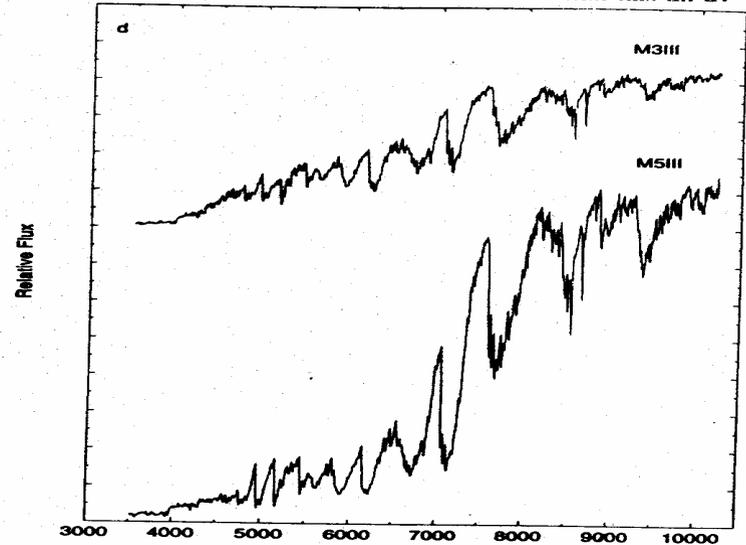
**Fig. 1a.** Examples of stellar spectral types resulting from the connection of visible (Jacoby et al. 1984) and near-infrared spectra (Alloin & Bica 1995) for luminosity class V. Spectra are in  $F_{\lambda}$  units, normalized at



**Fig. 1b.** As Fig. 1a for luminosity classes V and IV



from the library of Silva & Cornell (1992) which has an av-



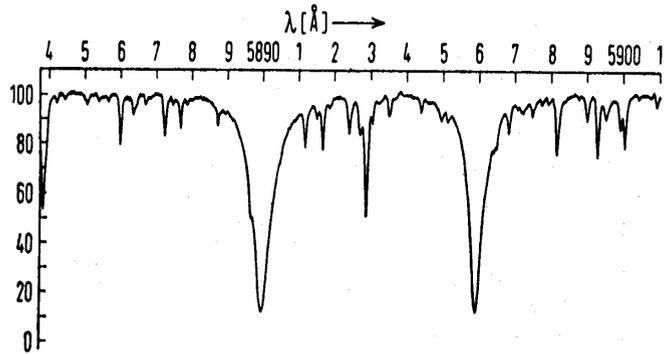
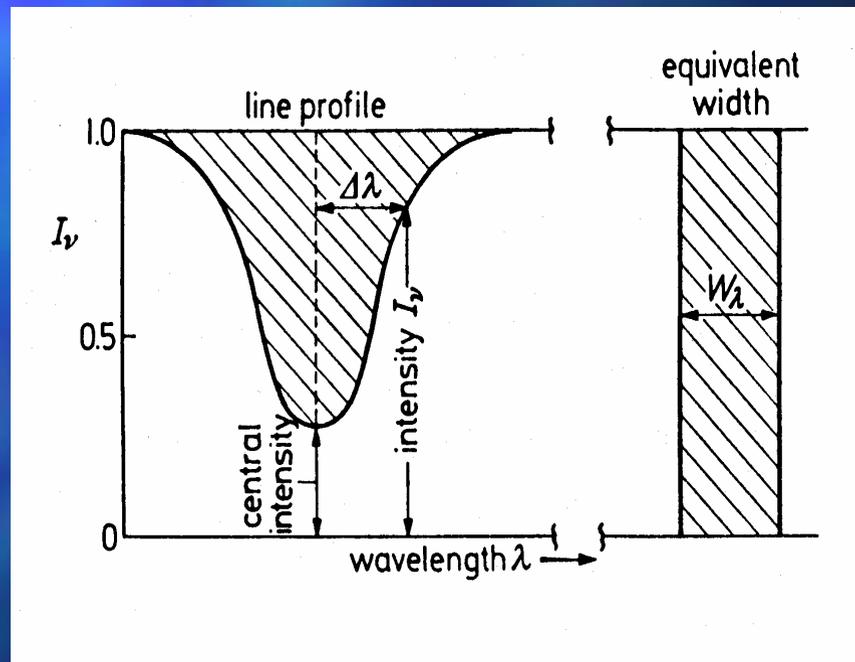


Figure 19.1. Microphotometer tracing; the Na D lines of the solar spectrum.

## Como se miden las abundancias

Después de normalizar el espectro, se miden las anchuras equivalentes que están directamente relacionadas con la abundancia de cada ión



# El Litio

- Abundancias entre 3.1 a 3.3 para las estrellas de tipo I (disco).
- Las estrellas mas jóvenes tienen valores más altos. Hay una envoltura de Li que decrece a medida que  $[Fe/H]$  decrece desde -0.4 a -1.4.

Rebolo et al 1988

Boesgaard & Tripicco 1986

Balachandran 1990

Lambert 1991

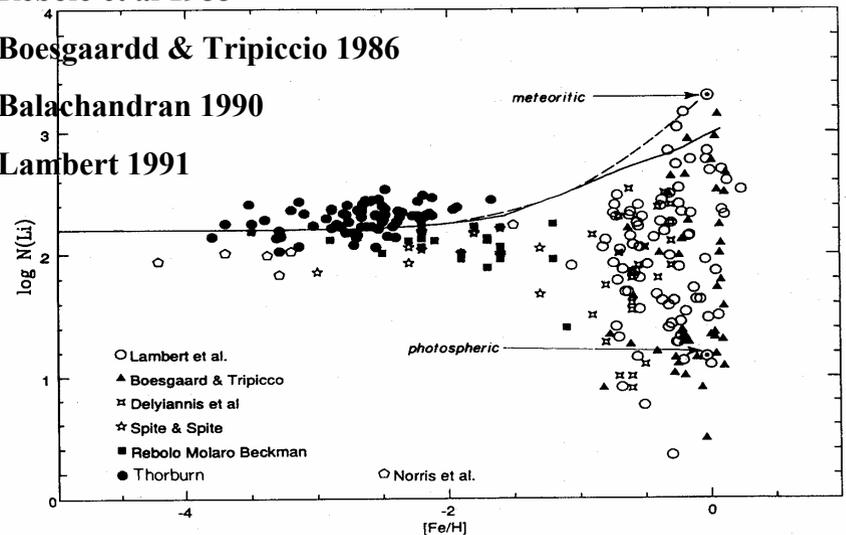
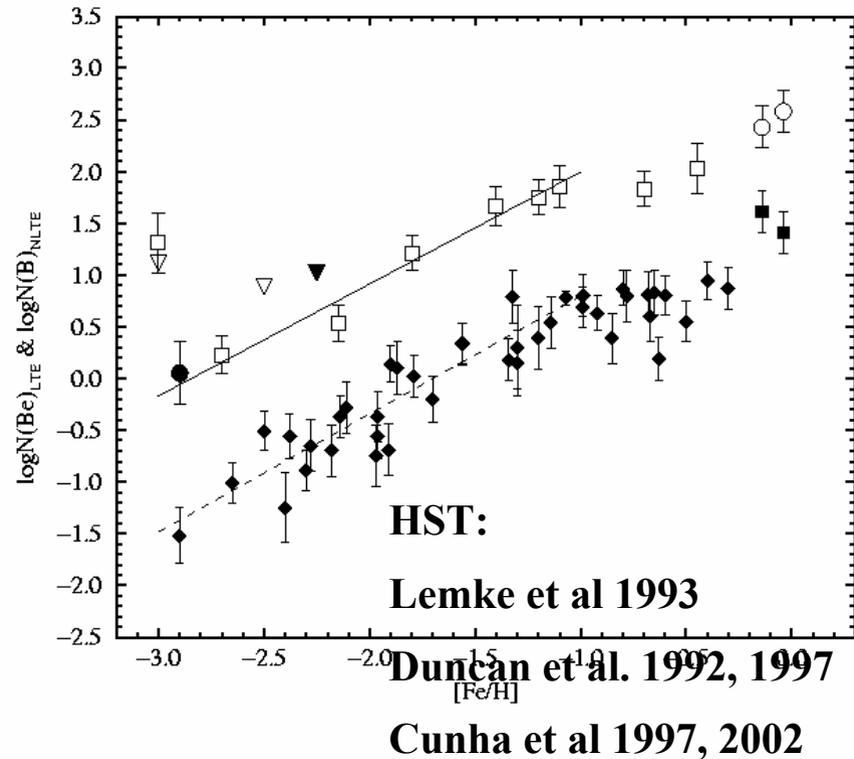


Fig. 4.10. Stellar lithium abundances (log of the number per  $10^{12}$  H atoms) as a function of metallicity. The full-drawn curve shows the prediction of a numerical Galactic chemical evolution model, while the broken-line curve gives the sum of a primordial component and an additional component proportional to iron and normalised to meteoritic abundance. Adapted from Matteucci, D'Antona & Timmes (1995).

- Las estrellas de halo tienen  $Li/H = 1.89$  a  $2.29$ , un factor 10 menor que la de los discos
- Nivel cte con  $[Fe/H]$  para estrellas de baja metalicidad, plateau: nivel primordial
- Bastante dispersión: Efecto de la rotación (o momento angular inicial de la estrella). La destrucción debida a los efectos de mezclado resulta diferente en estrellas de similares características.

# El Berilio y el Boro

- $\text{Be}/\text{H} = 1.4 \times 10^{-11}$ , solar
  - $\text{Be}/\text{H} = 2.6 \times 10^{-11}$  meteorítico
  - $\text{B}/\text{H} = 1.1 \times 10^{-10}$  en Vega
  - $\text{B}/\text{H} = 2. \times 10^{-10}$  en estrellas A y B
- (Boesgaard & Heacox 1978)
- $\text{B}/\text{H} = 1.6 \times 10^{-10}$  solar
  - $\text{B}/\text{H} = 6. \times 10^{-10}$  meteorítica
- (Zhai & Show 1994)
- $\text{B}/\text{H} = 0.9 \times 10^{-10}$  ISM HST
  - $^{11}\text{B}/^{10}\text{B} = 4.05$  solar
  - $^{11}\text{B}/^{10}\text{B} = 3.4$  en ISM
- (Federman et al 1993, Jura et al 1996)

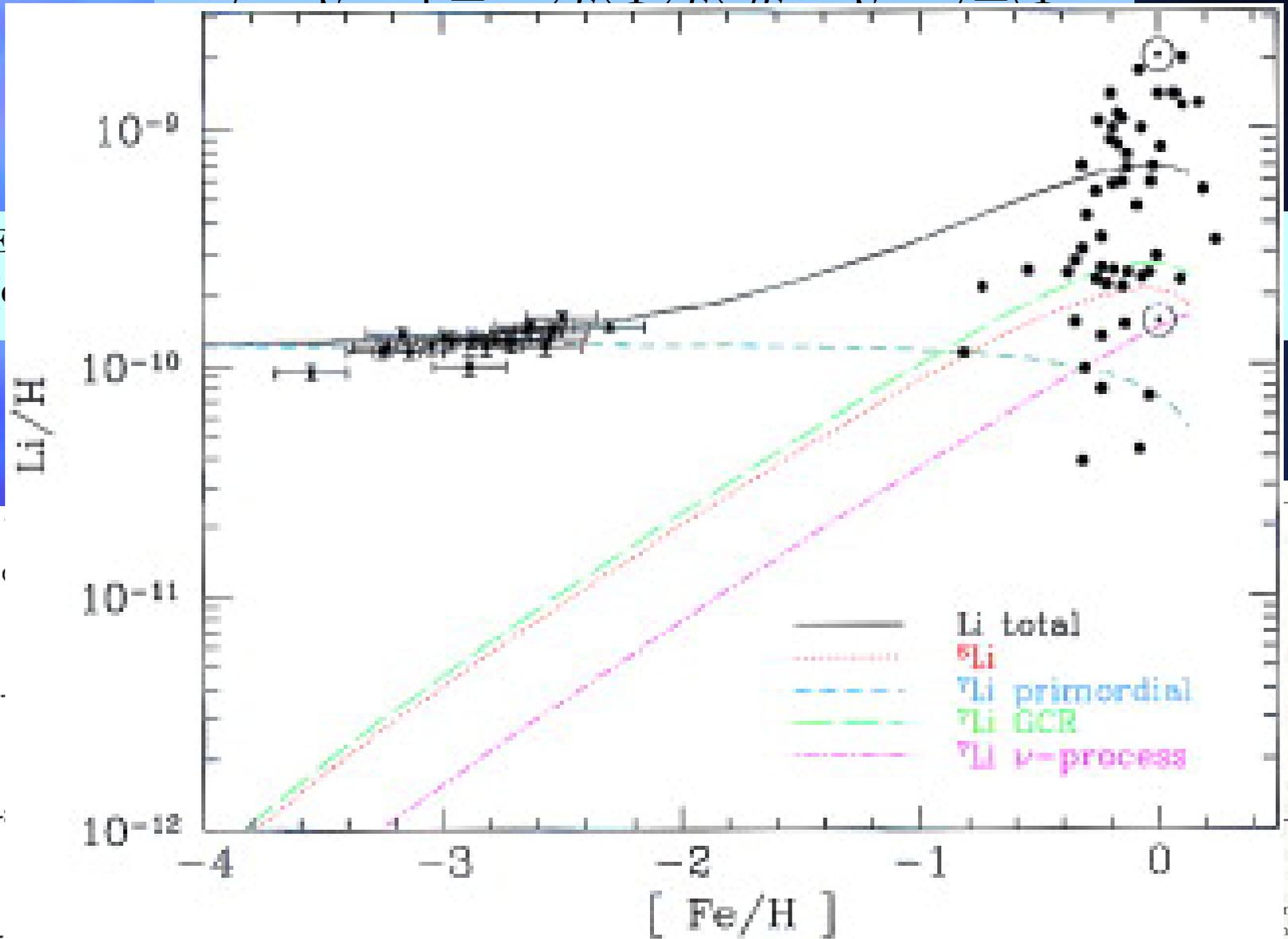


- El Be no tiene plateau: aumenta linealmente con  $[\text{Fe}/\text{H}]$  con pendiente de -1 (datos LTE) o -0.75 (NLTE). No hay Be primordial
- Relacion de B con  $[\text{Fe}/\text{H}]$  con pendiente constante de +1 (LTE), o 0.7 (NLTE).

# Relación de las abundancias con el flujo de RC que alcanza la Tierra:

$$dN_{Li} = \dots$$

E  
(C)



error bars. Adapted from Prantzos, Cassé & Vangioni-Flam (1993).

ement of  
town with

# El origen de los rayos cósmicos

- Producción secundaria:** La idea inicial era que los rayos cósmicos se generaban en las SN's y que interaccionaban con los núcleos de CNO que hay en el ISM.

En ese caso:  $\alpha$  y p son los proyectiles

núcleos de C,N y O son el blanco

$$\left. \begin{aligned} \text{El flujo } \Phi &\propto \text{SN}(t) \propto dO/dt \\ N_{\text{CNO}} &\propto O \end{aligned} \right\} \begin{aligned} dN(L)/dt &\propto N_T \sigma \Phi \\ d\text{Be}/dt &\propto O dO/dt \sigma \end{aligned}$$

→ Be  $\propto$  O<sup>2</sup>

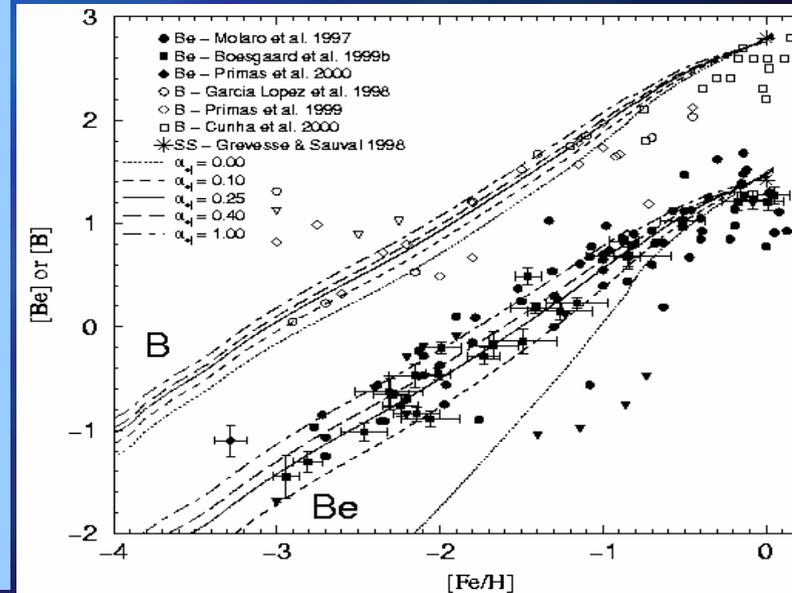
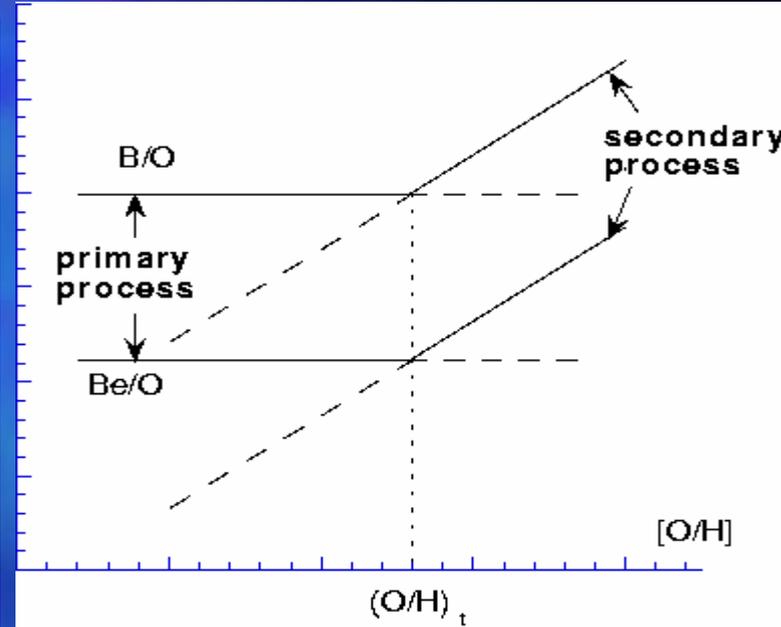
- Producción primaria:** Se ha visto que la pendiente es 1, proporcional a O/H. Por tanto, otro mecanismo.

En ese caso:  $\alpha$  y p son los núcleos blanco

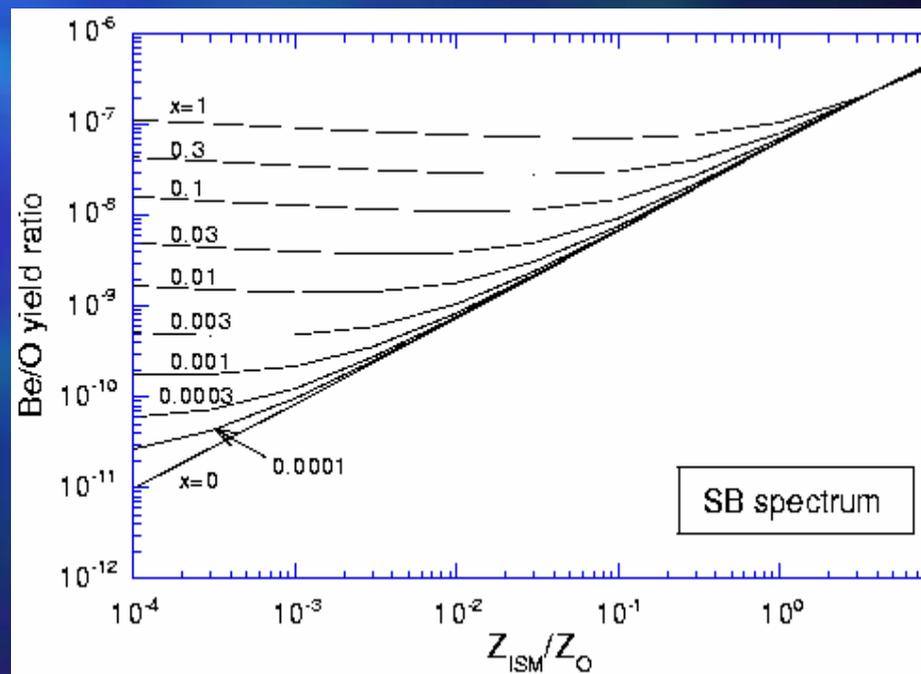
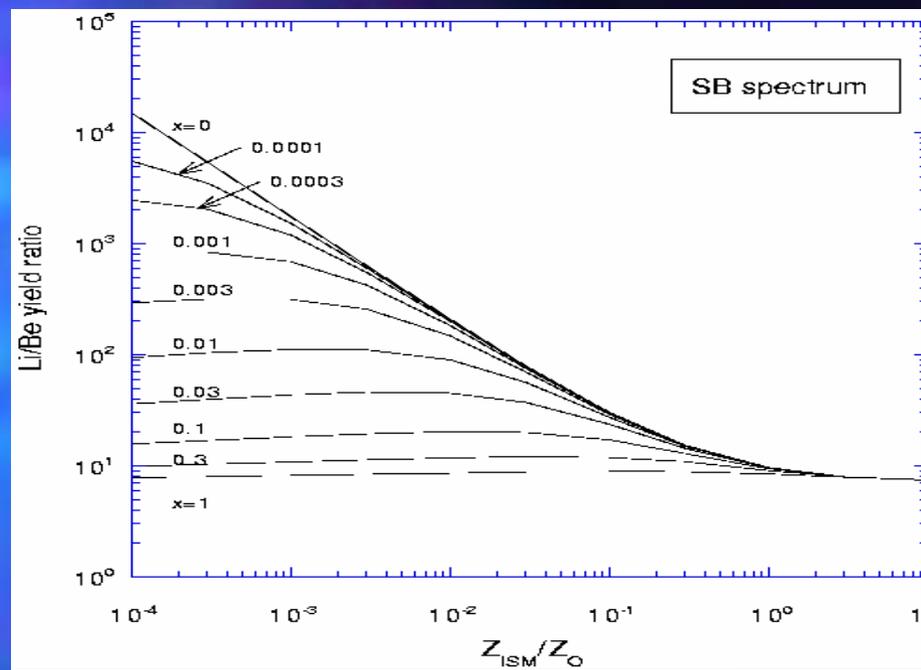
C,N y O son los proyectiles

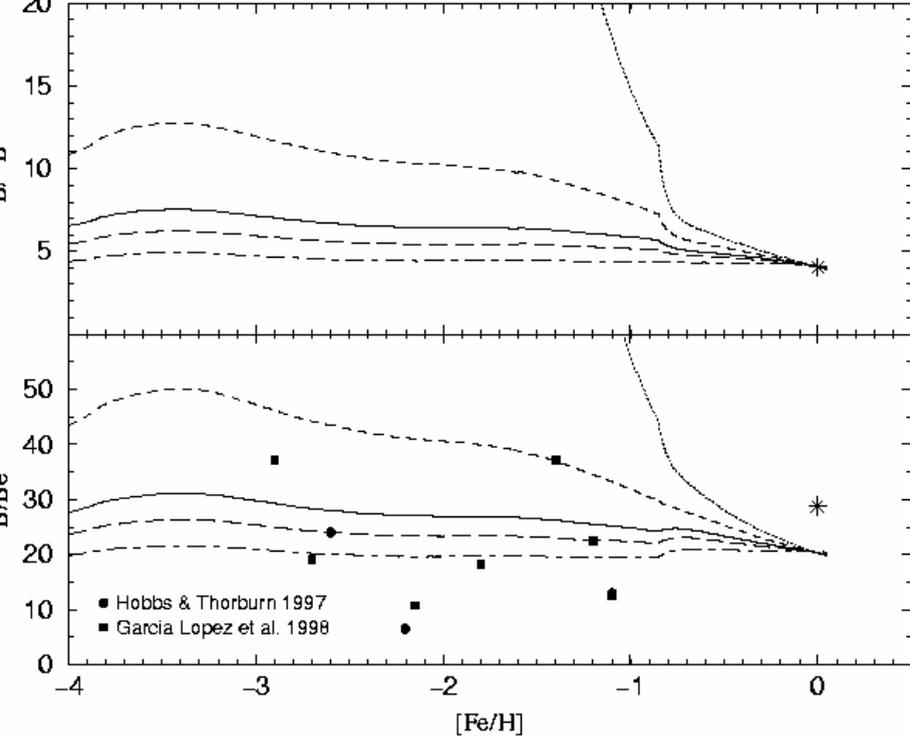
$$\left. \begin{aligned} \text{El flujo } \Phi &\propto \text{SN}(t) \propto dO/dt \\ N_{p,\alpha} &= \text{cte} \end{aligned} \right\} \begin{aligned} dN(L)/dt &\propto N_T \sigma \Phi \\ d\text{Be}/dt &\propto N dO/dt \sigma \end{aligned}$$

→ Be  $\propto$  O

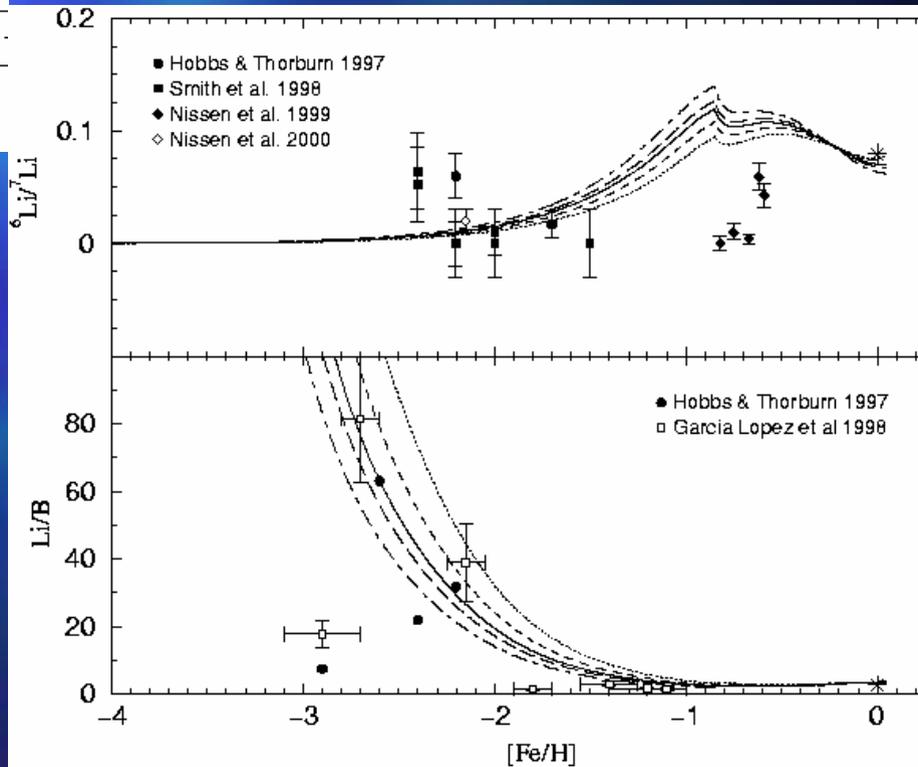


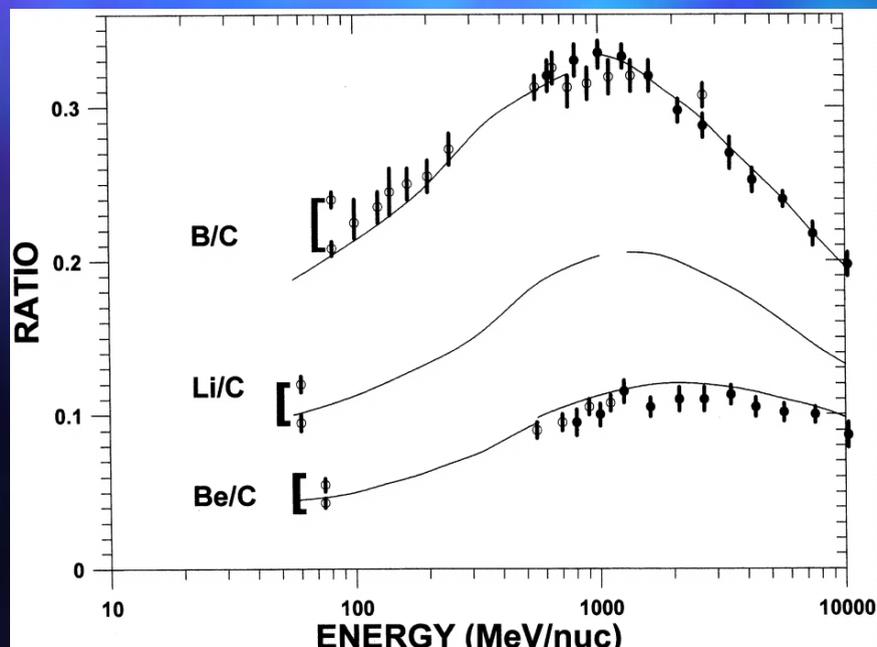
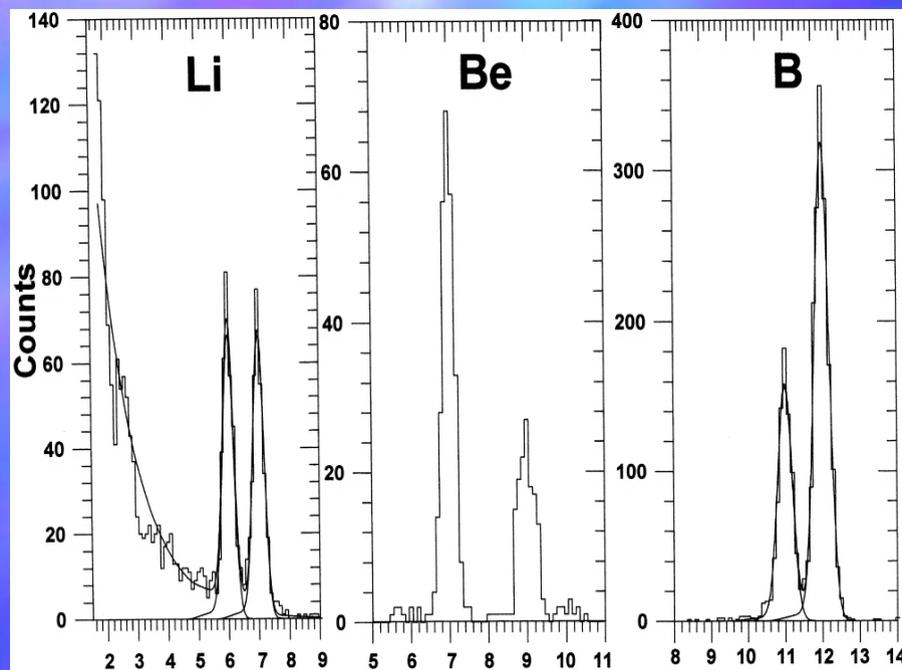
Los modelos actuales suponen una proporción de rayos cósmicos normales debida a la *spallation* y otra parte debida a la *spallation inversa*





**La medida de las abundancias isotópicas relativas resulta esencial para determinar esta proporción**





**Conseguir los datos**

**Reconstruir lo que entró**

**Obtener espectros para cada especie**

**Desmodular los espectros**

**Calcular el espectro antes de su propagación (modelos)**

**Calcular las abundancias isotópicas que produjeron el espectro observado**

**Comparar con modelos para obtener información acerca del origen**

# Resumen

## Abundancias

(Regiones, galaxias, universo)

Abundancias  
Primordiales  
(BB)

Abundancias  
Elementos  
Ligeros (Li, Be, B)

Procesos  
Estelares  
CNO,  $\alpha$ , etc..

Observaciones:  
T presente (gas)  
T pasados (estrellas)

AMS

$\Phi$  obs.

$\Phi$  desmod.

(Mod. Propagación)  
 $\Phi$  origen.

Producción por  
rayos cósmicos:  
 $Ab \propto N\sigma\Phi$

Modelos de  
Evolución química

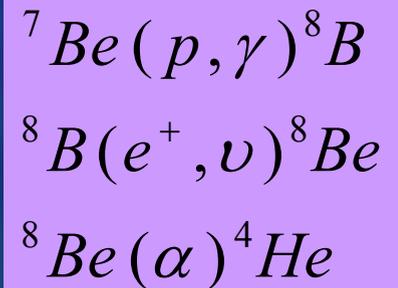
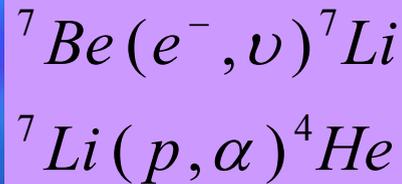
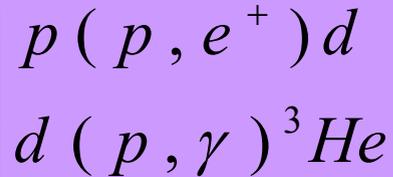
comparacion.

Origen R.C

Formación estelar  
Poblaciones estelares  
Flujos de gas

Información sobre los campos  
magnéticos de la Galaxia

# La cadena p-p



---

pp-1 86%

$Q_{\text{eff}}=26.20\text{Mev}$

(2% pérdidas)

---

pp-2 (14%)

$Q_{\text{eff}}=25.26\text{Mev}$

(4% de pérdidas)

---

pp-3(0.02%)

$Q_{\text{eff}}=19.17\text{Mev}$

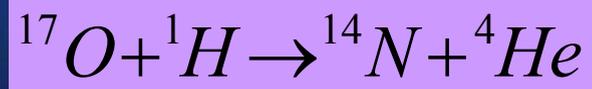
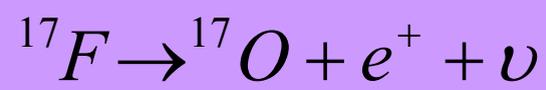
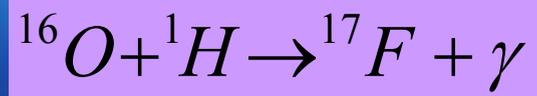
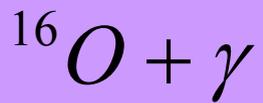
28.3% de pérdidas)

# El ciclo CNO



**Ciclo CN**

**Producción de C y O**



**Producción de N**

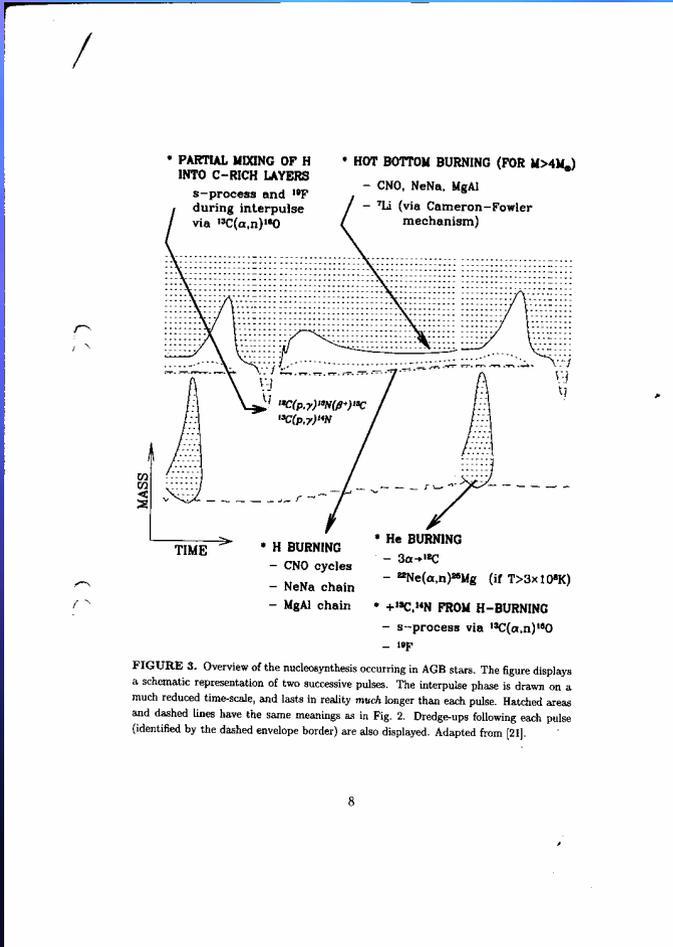
**Ciclo ON**



# Los fenómenos de dragado y La teoría del mixing-length

■ En la frontera entre la región convectiva y la no convectiva hay un balance de presiones de modo que

$$\nabla_{rad} = \nabla_{adiab}$$



■ A partir de esta condición puede calcularse la velocidad y la aceleración de un elemento esférico de diámetro  $\Lambda$  movido por las fuerzas de convección

■ Dicho elemento se mueve hasta cumplir dicha condición pero sobrepasa la frontera debido a la inercia, esto se llama **elemento overshooting**



■ Se moverá una longitud de mezclado  $\lambda_{\text{IT}}$  hasta que se mezcle con el medio:



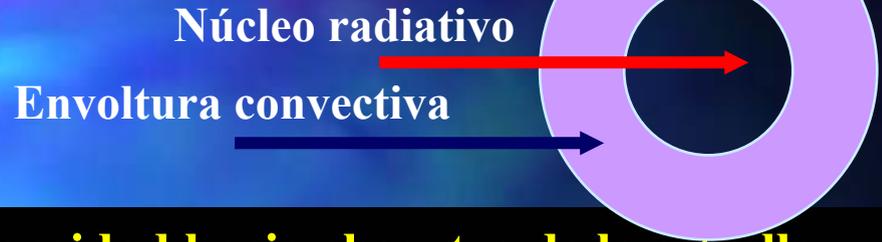
$$\lambda_p = \frac{d \ln P}{dr} = \frac{\rho_g}{P}$$

■ Normalmente

$$\frac{\Lambda}{\lambda_p} = 1.5 - 2$$



# Estrellas de baja masa: la cadena p-p

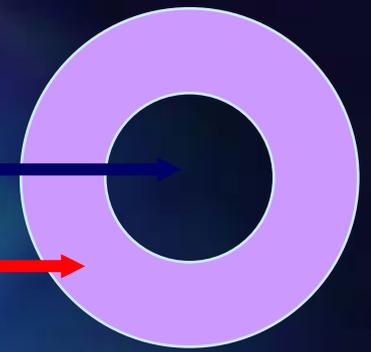


- Hay un aumento muy rápido de la densidad hacia el centro de la estrella
- Se produce un núcleo degenerado: se puede aumentar  $P$  sin disminuir  $V$ . (Así la contracción de la proto-estrella se para)
- La temperatura resulta uniforme debido a la buena conducción del calor
- Comienza a quemarse  $H$  para formar  $He$  y la capa intermedia crece poco a poco
- La envoltura es convectiva, fría y opaca mientras que el núcleo es radiativo
- La capa intermedia aumenta así poco a poco su tamaño
- El núcleo degenerado se convierte de repente en un núcleo no-degenerado inestable. Esto es el *flash* de helio que produce una expansión.
- Son estrellas estables pues el ciclo p-p es poco sensible a  $T$ , con regiones sin mezclas y  $T$  uniforme debido al núcleo radiativo que transmite bien el calor

# Las estrellas masivas: el ciclo CNO+ $3\alpha$

Núcleo convectivo

Envoltura radiativa



- El H se va convirtiendo en He, que se va añadiendo al núcleo, hasta que se viola el límite de Schoenberg-Chandrasekhar.
- Entonces éste empieza a contraerse rápidamente
- En ese momento comienza la ignición del He, antes de que el núcleo se haga degenerado de manera que no hay problemas de inestabilidad
- Hay una zona interna con un núcleo convectivo inestable
- Hay una envoltura externa radiativa estable

## Ciclo CNO

## Reacciones $\alpha$

